

IDEI
CONTEMPORANE

PRIMELE
TREI MINUTE
ALE
UNIVERSULUI

STEVEN WEINBERG

EDITURA POLITICĂ

IDEI CONTEMPORANE

STEVEN WEINBERG

Laureat al Premiului Nobel pentru fizică

**PRIMELE
TREI MINUTE
ALE UNIVERSULUI**
**UN PUNCT DE VEDERE MODERN ASUPRA
ORIGINII UNIVERSULUI**

Cuvînt înainte :
IOAN URSU

Traducere din limba engleză, note și postfață :
GHEORGHE STRATAN

1984

EDITURA POLITICĂ
BUCUREȘTI

Redactor : SANDA MIHĂESCU-BOROIANU
Coperta : VALENTINA BOROS

1977, STEVEN WEINBERG
„All Rights Reserved“
The First Three Minutes
A Modern View of the Origin
of the Universe
Basic Books, Inc., Publishers
New York, 1977

Cuvînt înainte

Istoria Universului constituie una din temele tradiționale și favorite ale educației științifice populare. Adresîndu-se celor mai largi mase, cu care năzuiește să stabilească relații de încredere, pe care vrea să le cîștige pentru ideea că omul, cu însușirile sale naturale, e pe deplin îndreptățit să se afirme cu stăpîn demn al propriului destin într-o natură ce poate fi înțeleasă și supusă prin cunoaștere și acțiune, știința modernă este conștientă că imensul ei auditoriu va începe întotdeauna prin a-i pune cîteva întrebări — mereu aceleași — de o măreață și fundamentală simplitate: Cum a început totul? Unde ne aflăm? Încotro ne îndreptăm? În chip firesc, interesul se concentrează mai ales asupra începuturilor, deoarece în percepția esențialmente cauzală, deterministă a istoriei pe care experiența general-umană a impus-o, odată cu sentimentul scurgerii timpului, modului de a gîndi și de a trăi al fiecăruia dintre noi sălăsluiește și speranța profundă că, dacă știm de unde am pornit-o, vom fi pe deplin în măsură să cunoaștem locul și semnificația momentului pe care îl trăim și, totodată, vom înțelege și ne vom putea alege în mod conștient viitorul.

Prin cartea de față, unul din marii fizicieni ai zilelor noastre se confruntă și el cu obligația morală pe care i-o creează știința ce o stăpînește și notorietatea adusă de înfăptuirile sale, atestată între altele de Premiul Nobel care i-a fost atribuit în 1979, de a da propriul lui răspuns întrebării asupra începuturilor; un răspuns a cărui valoare de adevăr este certificată de datele obiective de care dispune deocamdată știința, un răspuns nuanțat de cultura și etologia lumii căreia autorul îi aparține — într-un

cuvînt, un răspuns asupra căruia cititorii și, nu ne îndoim, autorul însuși vor reveni probabil cu noi și noi clarificări și amendări, pe măsura progresului fără sfîrșit al cunoașterii.

Autorul Primelor trei minute, Steven Weinberg, s-a născut la New York, la 3 mai 1933, și s-a format ca om de știință în toiul efervescentelor decenii 3—5, decenii de afirmare spectaculoasă a fizicii contemporane. Și-a făcut studiile la Universitatea Cornell, precum și la Universitatea din Copenhaga — sediul celei mai prestigioase și autoritare școli a fizicii microcosmosului, cunoscută ca „Școala de la Copenhaga“, iar apoi la Universitatea Princeton — centrul de concentrare, în anii războiului, a unei bune părți din elita fizicii contemporane dominate de Einstein, de unde au emanat marile speranțe și temerile deschise de era nucleară. Aici, la Princeton, unde am avut bucuria să-l întîlnesc în anii '60 interesat de tot ceea ce se întîmpla notabil în domeniile emergente ale fizicii, inclusiv în sfera interacțiunii radiației cu substanța și a rezonanțelor magnetice care mă preocupau cu deosebire, Steven Weinberg beneficia de reputația unei cariere științifice solide în domeniul de mare competiție al particulelor elementare. Meritele sale l-au făcut căutat și prețuit de prestigioase instituții de cercetare și învățămînt, ca Laboratoarele Lawrence Radiation, Universitățile Columbia, California (Berkeley), Harvard, Cornell, Yale, Rochester, institutele de tehnologic din Massachusetts (M.I.T.) și California. Doctor onorific în științe al unora din aceste instituții, el a fost totodată distins cu numeroase premii științifice. Consacrarea definitivă i-a adus-o însă, fără îndoială, Premiul Nobel pentru fizică pe anul 1979, împărțit cu A. Salam și G. Glashow, pentru elaborarea unei teorii unificate a interacțiilor electromagnetice și slabe, implicînd și prezicerea așa-numiților „curenți neutri slabi“ — unul din cele mai categorice succese ale fizicii din ultimul deceniu, mai ales după confirmarea, la începutul anului 1983, a existenței bozonilor intermediari impuși de teorie.

Pe lângă cele peste 150 articole științifice de specialitate, bibliografia lui Steven Weinberg mai cuprinde o monografie, citată cu respect — Gravi-tație și cosmologie (1972). Probabil însă că acest autor, care se simte la largul său — așa cum o spune el însuși, cu un agreabil amestec de umor și orgoliu — mai cu seamă în comunicările publi-cate de prestigioasa „Physical Review“, este cu-noscute de marile public mai ales pentru aceste Prime trei minute, carte publicată în 1977 și tradusă ulterior în numeroase țări ale lumii.

Destinată „laicilor“, adică publicului în general, cartea prezintă în mod argumentat teoria Univer-sului în expansiune emanând de la o explozie primordială — „marea explozie“ (big Bang). Cea mai larg acceptată astăzi dintre ipotezele cosmo-gonice, în virtutea unor spectaculoase evidențe experimentale ca radiația cosmică fosilă de 3 K, teoria „marii explozii“ este înfățișată în paginile acestei cărți într-o versiune dramatizată prin adu-cerea în prim plan a celor dintii secvențe ale scena-riului, cele conținute în primele minute ale nașterii cosmosului. Pentru un savant ca Steven Weinberg, posesor al unei erudiții complete pe întreaga întin-dere a problemei și, mai cu seamă, profund cunoscă-tor al subiectului, succesul unei asemenea întreprinderi era garantat de condiția unică a clarității scopurilor propuse. Prefața lui nu lasă nici o îndoială în această privință: ea face limpezi motiva-țiile autorului, limitele deliberat alese ale subiectului în cadrul cosmologiei actuale și destinația lucrării.

În ordinea motivațiilor, cartea vrea să comunice un sentiment pe care, trebuie să o spunem, Steven Weinberg îl împărtășește cu fiecare om de știință autentic: încrederea, mândra și totodată cumpătată, în puterile cunoașterii. „Este un sentiment însufle-țitor — ne spune autorul — să poți vorbi despre astfel de lucruri (cum arăta Universul la sfârșitul primei sale secunde, sau al primului minut, sau al primului an) cu un carecare grad de încredere“.

În circumscrierea subiectului s-a adoptat criteriul maximei semnificații, întărit tocmai de cerința onestității elementare asupra gradului de încredere

pe care se apreciază că îl prezintă cunoștințele acumulate pînă în prezent asupra originilor Universului. Astfel, perioada din viața cosmosului aleasă pentru studiu este cuprinsă între vîrsta de 10^{-43} secunde (0, urmat de patruzeci și două de zerouri urmate de 1!...) — așa numitul „timp Planck“ — și primele trei minute de evoluție explozivă a acestuia. Nu lipsesc, desigur, incursiuni în epocile ulterioare acestui violent început, ca și în viitorul momentului actual.

Fără îndoială, faptul că cronica istoriei Universului începe la o fărîmă de timp după momentul zero, și nu chiar la momentul zero, ridică întrebarea, candidă, dar perfect justificată, „ce a fost înainte de 10^{-43} secunde?“ Fizica contemporană își mărturisește aici una din limitele sale, relative și temporare. În limbajul specialiștilor, înainte de timpul Planck, însăși înțelegerea curentă a spațiului și timpului, în unitatea lor revelată de teoria relativității a lui Einstein, încetează probabil să rămînă valabilă, deoarece, spun fizicienii, „fluctuațiile cuantice dominau geometria continuumului spațio-temporal“. Dezvăluirea celor mai profunde mistere ale evoluției originare a Universului, de dincolo de vîrsta — infimă, dar purtînd povara unei eternități — de 10^{-43} secunde, necesită probabil o nouă fizică, o sinteză profundă, încă așteptată, între relativitate și mecanica cuantică. Această împrejurare ar trebui să aibă darul de a tempera într-o anumită măsură ncliniștea ontologică creată unora de implicația aparentă a teoriei Universului în expansiune, că pînă la urmă a existat, așadar, o clipă-zero, un moment al Genezei. Într-adevăr, o atare punere a problemei rămîne o ipoteză în condițiile în care timpul însuși își pierde sensul în preajma propriilor sale origini. Dincolo de 10^{-43} secunde știința nu ne poate spune, deocamdată, nimic. Rămîn doar miturile, ca explicații superbe și consolatoare ale cugetului omenesc confruntat cu propriile sale limite vremelnice — și nu întîmplător Steven Weinberg simte nevoia să-și inaugureze admirabilul său discurs rațional cu un apel la învăluitoarea farmec al legendelor nordice ale Genezei.

Nu este mai puțin adevărat că o dezbatere mai adâncită, filosofică, în planul maximei generalități, admițând caracterul indestructibil și inepuizabil al materiei — fondat și el pe ansamblul de cunoștințe furnizate de științele exacte — ne conduce, inevitabil, la ideea că nu poate fi vorba de un început în sensul strict al cuvîntului. Ex nihilo nihil! Înțelegerea infinității materiei în sens pur cantitativ, clădit pe seriile matematice (de tipul $1+1+1+1+\dots$) fusese denunțată încă de Hegel, care numea acest concept „infinite rău“, un fals infinit, opus infinitului real, adevărat. Între infinit și finit există o unitate dialectică indestructibilă, căci, din perspectiva conexiunii și devenirii universale, orice început este un sfîrșit și orice sfîrșit este un început. „Clipa zero“, așadar, poate fi înțeleasă și ea doar metaforic, ca un moment în curgerea infinită, în devenirea universală și indestructibilă a materiei. De altfel, nu întîmplător, Steven Weinberg vorbește și el de „primele trei minute“ văzute ca puncte nodale în restructurarea infinită a materiei fără început și fără sfîrșit. „Începuturile“ de care vorbește Weinberg nu se referă oare, în raport cu infinitul, doar la colțul nostru de Univers, acela în care omul, cu ajutorul științei iscoditoare, a putut să pătrundă pînă acum? Spiritul critic, prin excelență propriu demersului științific, trebuie să prezideze așadar și lectura acestei cărți.

Decamdată, istoria asupra căreia științele naturii se pot pronunța, ipotetic desigur, începe, prin urmare, la 10^{-43} secunde (după alți autori, la 10^{-35} secunde) de viață a Universului. Faptul că primele trei minute conțin, cu adevărat, o bogată și dramatică încărcătură de evenimente cosmice, a căror desfășurare — așa și nu altfel —, în virtutea unor legi naturale pe deplin inteligibile în cadrul modelului „marii explozii“, a făcut în cele din urmă posibilă re-animarea acestei istorii de către o entitate gînditoare — omul —, se desprinde limpede din următorul sinoptic al cronologiei cosmosului*:

* După Barrow, J.D. și Silk, J., „Structura universului timpuriu“, Scientific American, 242, 1980, p. 118.

Timpul cosmic	Epoca	Evenimentul dominant	Ani scurși de la eveniment
0	Singularitate	„Marea explozie“	$20 \cdot 10^9$
$10-43$ secunde	Timpul Planck	Crearea de particule elementare	$20 \cdot 10^9$
10^{-6} secunde	Era hadronică	Anihilarea de perechi proton-antiprotón	$20 \cdot 10^9$
1 secundă	Era leptonică	Anihilarea de perechi electron-pozitron	$20 \cdot 10^9$
1 minut	Era radiațiilor	Sinteza nucleelor de deuteriu și heliu	$20 \cdot 10^9$
1 săptămână		Radiația se termalizează	$20 \cdot 10^9$
10 000 ani	Era substanței	Universul devine dominat de substanță	$20 \cdot 10^9$
300 000 ani	Era decuplării	Universul devine transparent	$19,9997 \cdot 10^9$
$1-2 \cdot 10^8$ ani		Începerea formării galaxiilor	$18-19 \cdot 10^9$
$3 \cdot 10^8$ ani		Începerea formării aglomerărilor de galaxii	$17 \cdot 10^9$
$4 \cdot 10^8$		Protogalaxia noastră colapsează	$16 \cdot 10^9$
$4.1 \cdot 10^8$ ani		Se formează primele stele	$5,9 \cdot 10^9$
$5 \cdot 10^8$ ani		Se nasc quasarii: se formează populația II de stele	$15 \cdot 10^9$
$10 \cdot 10^8$ ani		Se formează populația I de stele	$10 \cdot 10^9$
$15,2 \cdot 10^8$ ani		Se formează norul nostru interstelar	$4,8 \cdot 10^9$
$15,3 \cdot 10^8$ ani		Colapsarea nebuloasei protosolare	$4,7 \cdot 10^9$
$15,4 \cdot 10^8$ ani		Se formează planetele; se solidifică rocile	$4,6 \cdot 10^9$
$15,7 \cdot 10^8$ ani		Pe suprafața planetelor se formează intens oratore	$4,3 \cdot 10^9$
$16,1 \cdot 10^8$ ani	Era arheozoică	Se formează cele mai vechi roci terestre	$3,9 \cdot 10^9$
$17 \cdot 10^8$ ani		Apar formele de viață microscopice	$3 \cdot 10^9$
$18 \cdot 10^8$ ani	Era proterozoică	Se formează atmosfera bogată în oxigen	$2 \cdot 10^9$
$19 \cdot 10^8$ ani		Apar formele de viață macroscopice	$1 \cdot 10^9$
$19,4 \cdot 10^8$ ani	Era paleozoică	Cele mai vechi fosile	$600 \cdot 10^6$
$19,55 \cdot 10^8$ ani		Primii pești	$450 \cdot 10^6$
$19,6 \cdot 10^8$ ani		Primele plante terestre	$400 \cdot 10^6$
$19,7 \cdot 10^8$ ani		Perigile, coniferele	$300 \cdot 10^6$
$19,8 \cdot 10^8$ ani	Era neozoică	Primele mamifere	$200 \cdot 10^6$
$19,85 \cdot 10^8$ ani		Primele păsări	$150 \cdot 10^6$
$19,94 \cdot 10^8$ ani	Era cenozoică	Cele dintîi primat	$60 \cdot 10^6$
$19,95 \cdot 10^8$ ani		Mamiferele devin tot mai numeroase	$50 \cdot 10^6$
$20 \cdot 10^8$ ani		Homo Sapiens	$1 \cdot 10^5$

Într-adevăr, în decursul câtorva minute, s-au consumat epoci — erele hadronică, leptonică și a radiațiilor, și s-a ajuns la sinteza primelor nuclee — cele de deuteriu și heliu. Tot ce a urmat ne aparca azi mai degrabă ca o înlănțuire a unor lungi epoci de stabilitate.

Mai mult decît atît, nicicînd trecutul nu a fost mai relevant pentru prezent decît în primele trei minute: atunci, în acea „supă primordială“, agitată de o dinamică a cărei măreție nu poate fi cuprinsă în prezent decît cu dificultate, și-au stabilit identitatea și s-au manifestat cu neegalată intensitate particulele fundamentale, elementare, constituențe ale substanței care împlinește azi, adică în aceste milenii, douăzeci de miliarde de ani! Nimic mai firesc, prin urmare, pentru avangarda fizicii contemporane a particulelor fundamentale, în rîndurile căreia Steven Weinberg și-a cucerit merite definitive, decît să se reîntoarcă mereu spre evenimentele fierbinți ale primelor minute, spre acel „paradis al fizicienilor“ — cum numea reputatul cosmolog sovietic Ya. B. Zeldovici „focul primordial“ al „marii explozii“, în care faptele naturii se consumau la energii de care calculele și gîndurile celor de azi nu pot să se apropie decît cu respect și sfială. Pe bună dreptate, se poate spune că a urca în timp spre izvoarele actualei evoluții a Universului înseamnă, de fapt, a coborî în spațiu spre cărămizile fundamentale ale materiei. Posesoare a unor instrumente de investigație mereu mai complexe și mai pătrunzătoare, astrofizica actuală ne aduce imagini, pe întreaga gamă a spectrului electromagnetic, de la miliarde de ani-lumină, învecinate cu ceea ce ar trebui să fie primul front, unda de șoc a „marii explozii“ primordiale. Dar imaginile ce ne parvin în prezent de la miliarde de ani-lumină au fost emise acum tot atîtea miliarde de ani. Prin urmare, adînc în spațiu noi vedem astăzi primele milenii, primii ani — la limită, primele minute ale universului! Perspectiva fascinantă de a vedea începuturile, cu tot cortegiul de revelații pentru știința contemporană și aplicațiile ei în munca și viața

oamenilor, pe care ne-● deschide această pătrundere a adâncurilor cosmosului, justifică pe deplin marile eforturi materiale și de inteligență întreprinse pentru perfecționarea mijloacelor de observație cu baza la sol sau pe platforme spațiale — crearea de telescoape cu oglinzi multiple, de rețele pentru interferometria de radiotelescoape, de tehnici avansate de prelucrare a informației date de acestea și altele.

Este limpede, de asemenea — și lectura cărții va convinge în acest sens —, că numai persistând într-o căutare febrilă și sistematică, cu mijloace mereu mai adecvate, vom putea obține răspunsuri la cele câteva întrebări decisive, ca aceea privind, de pildă, densitatea materiei în Univers, de care depinde prognoza asupra viitorului lumii. Câteva cifre, între care masa de repaus a neutrinelui — găsită de fizicienii sovietici și suspectată în mai multe mari laboratoare din lume a fi diferită de zero — pot decide dacă Universul este „deschis” sau „închis”, dacă, prin urmare, actuala expansiune va continua indefinit sau se va inversa la un moment dat într-o regresie accelerată ce va sfârși într-un colaps fierbinte, la fel de singular ca și începuturile. Și ce va fi atunci, în oricare din cele două cazuri? Nimic nu ne poate împiedeca să ne imaginăm, odată cu autorul cărții, că, de fapt, „supra primordială”, singularitatea ce a precedat „marea explozie” concentrând întreaga materie a Universului, nu era decât produsul unei lungi decăderi, a prăbușirii asupra lui însuși a unui Univers anterior, închis. În această viziune, în prezent trăim doar un ciclu, încă un ciclu al unei pulsații gigantice a unui Univers etern, oscilant! Iar dacă Universul nostru se va dovedi „deschis”, condamnat, prin urmare, la expansiune perpetuă de insuficienta densitate a materiei ce se răspîndește în spațiu, se poate oare exclude presupunerea că, dincolo de zona accesibilă deocamdată observației, alte „Universuri” complementare nu colapsează, adjudecându-și materia Universului nostru, spre a genera cîndva, din singularitățile rezultante, „mari explozii” ce ne vor restitui zestrea pierdută?

După cum se vede, în astrofizica de azi, ca și în celelalte științe, întrebările nasc răspunsuri ce nasc alte întrebări, lărgind însă mereu orizonturile și întreținând flacăra speranței în mai mult și mai bine. Este important să nu dezarmăm niciodată, să nu cedăm tentației facile de a considera că am ajuns la un capăt, la o fundătură definitivă a căilor gândirii, îngăduind astfel somnului rațiunii să ne ia în stăpânire, născând monștrii văzuși de Goya, umilindu-ne spiritul.

Cartea lui Steven Weinberg trebuie citită, prin urmare, atât pentru valoarea ei de instruire propriu-zisă, cât și pentru virtutea, urmărită de altfel, programatic de autor de a crea asociații de idei fertile și însuflețitoare, de felul celor pe care am încercat să le sugerez. Ea ne arată cât de departe sîntem astăzi de cosmogoniile naive ale mitologiilor, ba chiar și de cele cu care ne-au deprins manualele de școală de acum zece-douăzeci de ani. Și, totodată, cât de departe continuăm să fim de „adevărul ultim“, a cărui căutare nu ne-o putem refuza, cu toate că știm din ce în ce mai bine că distanța pînă la el nu va fi niciodată cu adevărat consumată.

Accastă imagine echilibrată, esențialmente dialectică, asupra condiției noastre perene de căutători și luptători pentru mai bine într-un univers din a cărui logică facem parte este, trebuie să fie în mod fundamental optimistă. „Dar dacă roadele cercetării noastre nu ne aduc totdeauna alinare — ne spune autorul cărții —, există cel puțin o consolare în cercetarea însăși. Oamenii nu se mulțumesc să-și ridice moralul cu povești despre zei și uriași, ori să-și închidă gîndurile luîndu-se cu treburile zilnice; ei își construiesc telescoape și sateliți și acceleratoare și stau ore nesfîrșite la mesele lor de lucru căutînd semnificația datelor pe care le obțin. Efortul de a înțelege Universul este unul dintre foarte puținele lucruri care ridică viața omului deasupra condiției sale de simplu participant la o dramă, conferindu-i în schimb ceva din măreția unei tragedii“.

Onestă cu numeroșii ei cititori din afara științei, această carte mai adaugă un mesaj, important pentru statornicirea unor relații de încredere și totală sinceritate reciprocă: drumul științei nu este nici linear, nici neapărat mereu ascendent. „Este lesne de înțeles — arată prof. Weinberg — de ce o parte atât de vastă a istoriografiei științei se ocupă de succesele acesteia, de descoperiri fericite, de deducții strălucite, ori de mărețele progrese miraculoase ale unui Newton sau Einstein. Dar eu socotesc că nu este posibil să înțelegi cu adevărat succesele științei dacă nu realizezi totodată cât de greu se obțin ele — cât de ușor este să fii abătut din drum, cât de dificil este să știi în orice moment care este următorul lucru pe care îl ai de făcut“.

Sînt convinși că asemenea mesaje vor fi recepționate cu egal interes de cele mai largi cercuri de cititori. Tipărită prin grija Editurii politice, în traducerea și cu comentariile, oportune și inspirate, ale dr. Gheorghe Stratan, cartea Primele trei minute se va bucura, fără îndoială, de un succes grăitor pentru setea de instruire și participare la aventura cunoașterii a publicului nostru, în climatul deosebit creat de partidul și statul nostru afirmării puterilor științei.

Contribuind într-un fel propriu la comunicarea de valori între oameni, cartea profesorului Steven Weinberg găsește în România un auditoriu receptiv, cu care rezonează într-o convingere comună: ca unică ființă în al cărei destin este scris să nu poată supraviețui decît progresînd, și să nu poată progresa decît cercetînd și cunoscînd mereu mai mult despre cît mai multe, omul zilelor noastre trebuie să înțeleagă că unul din sensurile limpezi ale existenței sale este să desfacă neconținut ceea ce Lucian Blaga numea „corola de minuni a lumii“, apropiindu-se mereu, cu tenacitatea ireductibilă a luptătorului, dar și cu infinitul respect, cu răbdarea și bucuria poetului nostru, de misterul ei inepuizabil.

Acad. prof. IOAN URSU

Prefață

Această carte s-a născut în urma unei conferințe pe care am ținut-o la inaugurarea centrului științific pentru studenții din primii ani de la Harvard în noiembrie 1973. Erwin Glikes, editor și președinte al Editurii Basic, a auzit despre această prelegere de la un prieten comun, Daniel Bell, și m-a îndemnat s-o transform într-o carte.

La început ideea nu m-a entuziasmat. Deși am efectuat, din când în când, mici frânturi de cercetare în cosmologie, munca mea a fost mult mai mult legată de fizica microcosmosului, de teoria particulelor elementare. În afară de aceasta, fizica particulelor elementare a fost extraordinar de animată în ultimii ani, iar eu mi-am cheltuit prea mult timp departe de ea, scriind, pentru diverse reviste, articole ce nu erau de specialitate. Doream foarte mult să mă întorc în întregime la habitatul meu firesc, „Physical Review”¹.

Cu toate acestea, am descoperit că nu mă pot împiedica să nu reflectez la ideea unei cărți despre universul timpuriu. Ce poate fi mai interesant decât problema Genezei? În afară de aceasta, chiar în universul timpuriu, și mai ales în prima lui sutime de secundă, problemele teoriei particulelor elementare sînt comune cu problemele cosmologiei. Acum, mai mult ca oricînd, este momentul cel mai potrivit să se scrie despre universul din primele sale stadii de dezvoltare. Chiar în ultima decadă, o teorie minuțioasă despre suc-

¹ Revista societății americane de fizică, fondată în anul 1893, — *Nota trad.*

cesiunea evenimentelor din universul timpuriu a devenit larg acceptată, fiind cunoscută sub denumirea de „modelul standard“.

Este un fapt remarcabil să poți spune precis cu ce anume se aseamăna universul la sfârșitul primei sale secunde, sau al primului minut, sau al primului an. Pentru un fizician, este îmbucurător să exprime numeric mărimile, să poată spune că, în cutare și cutare moment, temperatura, densitatea și compoziția chimică ale universului aveau cutare și cutare valori. E adevărat că noi nu sîntem absolut siguri de toate acestea, dar este un sentiment însuflețitor să poți vorbi despre astfel de lucruri măcar cu un oarecare grad de încredere. Am dorit să transmit acest sentiment cititorului.

Dar mai bine să spun pentru cine este plănuită această carte. Am scris-o pentru cititorul nefamiliarizat cu matematica sau fizica, dar dispus să-și frămînte mintea cu niște argumente mai detaliate. Cu toate că a trebuit să introduc cîteva idei științifice destul de complicate, în cuprinsul cărții nu se face uz de matematică în afara aritmeticii și nu se presupun în prealabil decît puține cunoștințe de fizică și astronomie, dar se poate și fără ele. Am încercat să definesc cu grijă termenii științifici atunci cînd sînt folosiți pentru prima oară și, în plus, am oferit un glosar de termeni de fizică și astronomie (pag. 171). Oricînd a fost posibil, am scris numere ca „o sută de mii de milioane“ în cuvinte, în locul notației științifice uzuale 10^{11} .

Aceasta nu înseamnă totuși că am încercat să scriu o carte facilă. Cînd un jurist scrie pentru marele public, el presupune că acesta nu cunoaște legea French, de pildă, sau legea împotriva rentei viagere, fără a-l desconsidera sau fără a fi condescendent din acest motiv. Aș dori să întorc complimentul: mi-l reprezint pe cititor ca pe un bătrîn avocat înțelept, care nu-mi știe limba, dar care așteaptă totuși să afle niște argumente

convingătoare, înainte de a-și face o părere proprie.

Pentru cititorul care dorește să vadă câteva calcule ce stau la baza afirmațiilor din carte, am preparat „Un supliment matematic“, care urmează textului propriu-zis (pag. 181). Nivelul matematicii folosite în aceste note este accesibil oricărui cititor care posedă cunoștințele din primii ani ai facultăților avînd în program cursuri de matematică și fizică. Din fericire, cele mai importante calcule din cosmologie sînt destul de simple, doar ici și colo joacă un rol mai important subiecte mai delicate de relativitate generalizată sau de fizică nucleară. Cititorii care doresc să urmărească acest subiect la un nivel tehnic mai ridicat vor găsi mai multe tratate de specialitate (inclusiv al meu) enumerate în *Sugestii pentru viitoare lecturi* (p. 191).

Voi lămuri de asemenea ce subiect am intenționat să tratez în această carte. În mod hotărît, nu este o carte despre toate aspectele cosmologiei. Există o parte „clasică“ a subiectului, care are de-a face mai ales cu structura în mare a universului actual: dezbateră cu privire la natura extragalactică a nebuloaselor spirale, descoperirea deplasării spre roșu a galaxiilor îndepărtate și dependența acesteia de distanță, modelele cosmologice bazate pe relativitatea generalizată ale lui Einstein, de Sitter, Lemaitre și Friedmann ș.a.m.d. Această parte din cosmologie a fost foarte bine descrisă într-un mare număr de cărți remarcabile, și nu am intenția să-i dau aici încă o descriere completă. Cartea de față se ocupă de universul timpuriu și în mod special de noua sa interpretare, care a apărut după descoperirea fondului de radiație cosmică, în anul 1965.

Desigur, teoria expansiunii universului este un ingredient esențial pentru punctul nostru de vedere cu privire la universul timpuriu, astfel încît am fost constrîns să fac în cap. al II-lea o scurtă introducere în aspectele mai „clasice“ ale cosmologiei. Cred că acest capitol va oferi, chiar

și cititorilor total nefamiliarizați cu cosmologia, o bază suficientă pentru înțelegerea recentei evoluții survenite în teoria universului timpuriu, de care se ocupă cealaltă parte a cărții. Cititorul care dorește totuși o introducere amănunțită în capitolele mai vechi ale cosmologiei este îndemnat să consulte cărțile enumerate în *Sugestii pentru viitoare lecturi*.

Pe de altă parte, n-am reușit să găsesc nici o relatare mai coerentă a istoriei recente a cosmologiei. Prin urmare, am fost obligat să studiez eu însumi câteva subiecte, cu deosebire fascinantă problemă de ce n-au fost întreprinse, cu mult înainte de 1965, cercetări pentru descoperirea fondului de radiație cosmică din domeniul micro-undelor. (Aceasta este discutată în cap. al VI-lea).

Nu-mi privesc cartea ca pe o istorie definitivă a acestor evenimente — am prea mult respect pentru efortul și atenția reclamate de detaliile din istoria științei pentru a întreține vreo iluzie în această privință. Voi fi mult mai fericit dacă un adevărat istoric al științei va folosi această carte ca pe un punct de plecare și va scrie o istorie adecvată a ultimilor treizeci de ani de cercetări cosmologice.

Le sînt extrem de recunoscător lui Erwin Glikes și Farrell Phillips de la Editura Basic pentru valoroasele lor sugestii în pregătirea manuscrisului pentru publicare. Am fost ajutat, de asemenea, în scrierea acestei cărți, mai mult decît aș putea spune, de sfaturile prietenești ale colegilor mei fizicieni și astronomi. Pentru a-și fi asumat sarcina dificilă de a citi și comenta pe porțiuni cartea, doresc în mod deosebit să le mulțumesc următorilor: Ralph Alpher, Bernard Burke, Robert Dicke, George Field, Gary Feinberg, William Fowler, Robert Herman, Fred Hoyle, Jim Peebles, Arno Penzias, Bill Press, Ed Purcell și Robert Wagoner. Datorez, de asemenea, mulțumiri lui Isaac Asimov, I. Bernard Cohen, Martha Liller și Philip Morrison pentru informațiile furnizate în legătură cu diferite su-

biecte speciale. Îi sînt în mod deosebit recunoscător lui Nigel Calder pentru a fi citit întreaga lucrare, începînd cu prima ciornă, și pentru comentariile sale pline de competență. Nu pot spera că această carte este acum fără greșeli sau puncte obscure, dar sînt sigur că este cu mult mai clară și mai îngrijită decît ar fi fost fără ajutorul generos pe care am avut șansa să-l primesc.

STEVEN WEINBERG

Cambridge, Massachusetts

Iulie 1976

I

INTRODUCERE: URIAȘUL ȘI VACA

Originea universului este lămurită în *Tînăra Edda*, o culegere de mituri norvegiene, alcătuită în jurul anului 1220 de magnatul islandez Snorri Sturleson. La început, spune *Edda*, nu era nimic. „Pămîntul încă nu era, nici Cerul de deasupra, ființa numai o prăpastie și iarbă nicăieri“. La nord și la sud de nimic se-ntindeau tărîmuri de ger și de foc, Niflheim și Muspelheim. Căldura de la Muspelheim a topit o parte din gheața din Niflheim, iar din picăturile de apă a crescut un uriaș, Ymer. Dar cu ce se hrănea Ymer? Se pare că acolo se afla și o vacă, Audhumla. Dar *ea* cu ce se hrănea? Ei bine, pe acolo se găsea și ceva sare. Și așa mai departe.

N-aș vrea să offensez nici un fel de sentimente religioase, nici măcar pe cele ale vikingilor, dar cred că este corect să spun că tabloul de mai sus nu prea este satisfăcător pentru explicarea originii universului. Chiar neglijînd toate obiecțiile împotriva mărturiilor bazate pe zvonuri, istoria aceasta ridică la fel de multe întrebări ca acelea la care răspunde, iar fiecare răspuns implică o nouă complicare a condițiilor inițiale.

Nu putem pur și simplu să zîmbim citind *Edda* și să evităm astfel orice speculație cosmogonică; îndemnul de a urmări istoria universului înapoi, pînă la începuturi, este irezistibil. De la întemeierea științei moderne, din secolele al XVI-lea și al XVII-lea, fizicienii și astronomii s-au reîntors mereu la problema originii universului.

Totuși, cercetările de acest fel aveau o proastă reputație.

Mi-amintesc că, pe vremea când eram student, și apoi în anii '50, când mi-am început propriile cercetări (consacrate altor probleme), studiul universului timpuriu nu era privit, în general, ca un subiect cu care să se ocupe un om de știință respectabil. Pe atunci o astfel de judecată nu era lipsită de temei.

Într-adevăr, în mai toată evoluția fizicii și astronomiei moderne, pur și simplu n-au existat observații adecvate, nici suficiente fundamente teoretice pe care să se construiască o istorie a universului timpuriu.

Acum, mai exact în ultima decadă, totul s-a schimbat. O teorie a universului timpuriu a devenit atât de larg acceptată, încât astronomii o denumesc adesea „modelul standard“. Este vorba, mai mult sau mai puțin, despre ceea ce se numește teoria „marii explozii“ („big Bang“), dar completată cu indicații mult mai amănunțite cu privire la compoziția universului. Această teorie a universului timpuriu este subiectul cărții de față.

Pentru a înțelege scopul cărții noastre, este folositor să începem cu o sumară istorie a universului timpuriu, așa cum este el înțeles în cadrul modelului standard. Aici vom face numai o trecere rapidă în revistă, dar capitolele următoare vor explica detaliile acestei istorii, ca și motivele de a avea încredere în fiecare dintre ele.

La început a fost o explozie. Nu o explozie ca pe pământ, pornind dintr-un centru bine definit și răspîndindu-se pentru a cuprinde din ce în ce mai mult din aerul înconjurător, ci o explozie care a avut loc simultan *peste tot*, umplînd de la început tot spațiul, unde fiecare particulă a fost proiectată departe de orice altă particulă. „Tot spațiul“ în acest context poate însemna fie orice univers infinit, fie orice univers finit, curbat înspre sine însuși, ca suprafața unei sfere. Nici una dintre aceste posibilități nu este ușor de înțeles, dar aceasta nu ne va opri din drum;

În universul timpuriu, n-are nici un fel de importanță dacă spațiul este finit sau infinit.

După circa o sutime de secundă — momentul cel mai îndepărtat de care putem vorbi cu o anumită siguranță —, temperatura universului era de o sută de mii de milioane (10^{11}) de grade Celsius. Aceasta înseamnă că era mult mai fierbinte decât chiar centrul celei mai fierbinți stele; atât de fierbinte, încît nici una dintre componentele materiei obișnuite, moleculele, atomii și nici nucleele atomilor, nu putea să existe. În locul lor, materia dislocată de această explozie în toate părțile era formată din diferite tipuri de așa-numite particule elementare, care sînt obiectele de studiu ale fizicii nucleare de energii înalte din zilele noastre.

În carte vom întîlni mereu și mereu aceste particule, dar deocamdată va fi suficient să le numim doar pe cele care au fost mai abundente în universul timpuriu, lăsînd explicațiile mai amănunțite pentru cap. al III-lea și al IV-lea. Un tip de particulă care a fost prezentă din abundență este electronul, particulă încărcată negativ, care curge prin fire în curenții electrici și care formează azi partea exterioară a tuturor atomilor și moleculelor din univers. O altă particulă răspîdită pe-atunci era pozitronul, avînd sarcină pozitivă și masa exact egală cu aceea a electronului. În universul actual, pozitronii se găsesc numai în laboratoarele de energii înalte, în anumite feluri de dezintegrare și în fenomene astronomice violente, ca razele csmice sau supernovele, dar în universul timpuriu numărul pozitronilor era aproape egal cu numărul electronilor. În afară de electroni și pozitroni, exista aproximativ același număr din diferite feluri de neutrini, particule fantomatice fără masă sau sarcină electrică. În sfîrșit, universul era plin cu lumină. Acest lucru nu trebuie considerat separat față de particule, întrucît teoria cuantică ne spune că lumina constă din particule cu masa zero¹ și cu

¹ Autorul are în vedere masa de repaus. — *Nota trad.*

sarcina zero, cunoscute sub numele de fotoni. (De fiecare dată cînd un atom din filamentul unui bec trece dintr-o stare cu energie mai mare la o stare cu energie mai mică se emite un foton. Atît de mulți fotoni ies dintr-un bec, încît ei par să constituie un tot în valul continuu al luminii, dar o celulă fotoelectrică poate număra fotonii individuali unul cîte unul.) Fiecare foton poartă o cantitate bine definită de energie și de impuls, ambele dependente de lungimea de undă a luminii. Pentru a ne reprezenta cum umplea lumina întregul univers timpuriu, putem spune că numărul și energia medie a fotonilor erau aproape egale cu cele ale electronilor, pozitronilor ori neutrinilor.

Aceste particule — electroni, pozitroni, neutrii, fotoni — erau create în permanență de energia pură și apoi, după o viață scurtă, erau din nou anihilate. Numărul lor, ca atare, nu era prestabilit, ci fixat doar de balanța dintre procesele de creare și anihilare. Din această balanță putem deduce că densitatea acestei supe cosmice la temperatura de o sută de mii de milioane de grade centigrade era de circa patru mii de milioane (4×10^9) de ori mai mare decît densitatea apei. Exista, de asemenea, o impuritate de particule grele, protoni și neutroni, care, în lumea noastră, sînt constituenții nucleelor atomice. (Protonii sînt încărcăți pozitiv; neutronii sînt ceva mai grei, fiind neutri din punct de vedere electric). Proporțiile erau de aproximativ un proton și un neutron pentru fiecare o mie de milioane de electroni, ori pozitroni, ori neutrii, ori fotoni. Acest număr — o mie de milioane de fotoni de fiecare particulă nucleară — este o cantitate de importanță crucială, care trebuie determinată prin observații pentru elaborarea modelului standard al universului. Descoperirea fondului de radiație cosmică, prezentată în cap. al III-lea, a reprezentat de fapt o măsurare a acestui număr.

Pe măsură ce explozia a continuat, temperatura a scăzut, atîngînd treizeci de mii de milioane (3×10^{10}) de grade centigrade după circa o zecime

de secundă; zece mii de milioane după o secundă și trei mii de milioane de grade după aproape paisprezece secunde. La această temperatură, universul se făcuse suficient de rece, astfel încît electronii și pozitronii să înceapă să se anihileze mai repede decît puteau fi creați din nou de către fotoni și neutrini. Energia emisă de această anihilare a materiei a încetinit temporar ritmul răcirii universului, dar temperatura a continuat să scadă, atingînd în cele din urmă, la sfîrșitul primelor trei minute, valoarea de o mie de milioane de grade. Temperatura a devenit atunci suficient de scăzută pentru ca protonii și neutronii să înceapă formarea de nuclee mai complexe, începînd cu nucleele hidrogenului greu (numit și deuteriu), care sînt compuse dintr-un neutron și un proton. Densitatea era încă destul de ridicată (ceva mai mică decît a apei), astfel încît aceste nuclee ușoare erau capabile să se asocieze în cele mai stabile nuclee ușoare, cele de heliu, formate din doi protoni și doi neutroni.

La sfîrșitul primelor trei minute, universul era alcătuit mai ales din lumină, neutrini și anti-neutrini. Exista și o mică proporție de material nuclear, format din aproximativ 73% hidrogen și 27% heliu, și un număr la fel de mic de electroni, rămași din era anihilării electronilor cu pozitronii. Această materie a continuat să se împrășteie, devenind în mod continuu mai rece și mai puțin densă. Mult mai tîrziu, după cîteva sute de mii de ani, materia a devenit suficient de rece, astfel încît electronii să se asocieze cu nucleele, pentru a forma atomi de hidrogen și de heliu. Sub influența gravitației, gazul rezultat a început să formeze îngrămădiri, care, în cele din urmă, s-au condensat, alcătuiind galaxiile și stelele din universul actual. Cu toate acestea, materialul de compoziție cu care stelele și-au început viața a fost exact acela preparat în primele trei minute.

Modelul standard schițat mai sus nu este imaginea cea mai satisfăcătoare despre originea universului. Ca și în *Tînăra Edda*, există o stîmjenitoare ambiguitate chiar despre început, despre

aproximativ prima sutime de secundă. De asemenea, este nevoie, din păcate, să se fixeze condițiile inițiale, în mod special proporția inițială de o sută de milioane la unu între fotoni și particulele nucleare. Am prefera, desigur, o înțelegere mai profundă a acestei cerințe logice a teoriei.

De exemplu, o teorie alternativă, care, din punct de vedere filosofic, pare cu mult mai atractivă, este așa numitul model staționar. În această teorie, propusă la sfârșitul anilor '40 de Herman Bondi, Thomas Gold și (într-o formulare oarecum diferită) Fred Hoyle, universul a fost întotdeauna aproape exact așa cum este acum. Pe măsură ce s-ar extinde, s-ar crea în permanență materie nouă, care ar umple distanțele dintre galaxii. În mod potențial, orice întrebare de ce este universul așa cum este are ca răspuns, în această teorie, afirmația că el este așa cum este întrucât numai în acest fel se poate menține neschimbat. Problema universului timpuriu este deci desființată, întrucât universul timpuriu nici n-ar fi existat.

Cum s-a ajuns atunci la „modelul standard”? Și cum a înlăturat acesta din urmă alte teorii, ca teoria stării staționare? În această privință, consensul cu privire la modelul standard este datorat obiectivității astrofizicii moderne, și nu deplasărilor preferințelor filosofice ori influenței „mandarinilor“ astrofizicii, ci presiunii datelor experimentale.

Următoarele două capitole vor prezenta două mari argumente-cheie oferite de observațiile astronomice care ne-au condus la modelul standard — descoperirea recesiunii galaxiilor depărtate și punerea în evidență a fondului de unde radio care umplu universul. Aceasta este o poveste bogată pentru orice istoric al științei, plină de starturi greșite, de posibilități irosite, de preconcepții teoretice și influențată de rolul personalităților științifice.

După această trecere în revistă a cosmologiei de observație, voi încerca să reunesc datele disperate pentru a obține o imagine coerentă a condițiilor fizice din universul timpuriu. În felul acesta

ne vom putea întoarce la primele trei minute cu mai multe detalii. O tratare cinematică a problemei pare adecvată: cadru cu cadru, vom vedea universul extinzându-se, răcindu-se și formându-se. Vom încerca, de asemenea, să privim puțin în era care este încă învăluită în mister — prima sutime de secundă — și ce s-a petrecut înaintea ei.

Putem fi, oare, cu adevărat siguri de modelul standard? Va fi acesta înlăturat de descoperiri noi și înlocuit cu o altă cosmogonie, ori chiar cu modelul stării staționare readus la lumină? Posibil. Nu pot nega un sentiment al irealului când scriu despre primele trei minute, ca și cum am ști cu adevărat despre ce-a fost vorba.

Cu toate acestea, chiar dacă va fi eventual depășit, modelul standard va fi jucat pînă atunci un rol de mare importanță în istoria cosmologiei. A devenit un lucru respectabil (deși numai în aproximativ ultimii zece ani) să testezi ideile teoretice din fizică sau astrofizică studiindu-le consecințele în contextul modelului standard. De asemenea, a devenit o practică răspîdită folosirea modelului standard ca o bază teoretică pentru justificarea programelor de observații astronomice. Astfel, modelul standard furnizează un limbaj comun de bază, care permite teoreticienilor și astronomilor de observație să-și aprecieze reciproc activitatea. Dacă, într-o zi, modelul standard va fi înlocuit de o teorie mai bună, aceasta se va datora probabil observațiilor ori calculelor care-și vor extrage motivațiile chiar din modelul standard.

În ultimul capitol voi spune cîte ceva despre viitorul universului. Universul poate să se extindă pentru totdeauna, devenind tot mai rece, mai gol și mai lipsit de viață. Ca o alternativă, universul se poate contracta, sfărîmînd galaxiile și stelele, atomii și nucleele atomice și întorcîndu-le la constituenții lor. Toate problemele cu care sîntem confrunțați acum în înțelegerea primelor trei minute vor apărea atunci din nou în legătură cu prezicerea cursului evenimentelor din ultimele trei minute.

II

EXPANSIUNEA UNIVERSULUI

O privire spre cerul nocturn ne oferă impresia copleșitoare a unui univers neschimbător. Este adevărat, norii sînt purtați peste globul lunii, cerul se rotește în jurul stelei polare, la intervale mai lungi de timp luna însăși crește și descrește, iar planetele și luna se mișcă pe fundalul de stele. Noi știm însă că toate acestea sînt mai ales fenomene locale, cauzate de mișcări din sistemul nostru solar. Dincolo de planete, stelele par nemișcate.

Desigur, stelele se deplasează cu viteze de pînă la cîteva sute de kilometri pe secundă, astfel încît, într-un an, o stea rapidă poate călători în jur de zece mii de milioane de kilometri. Această deplasare este însă de mii de ori mai mică decît distanța pînă la cele mai apropiate stele, drept care poziția lor aparentă pe cer se modifică foarte încet. (De exemplu, steaua relativ rapidă cunoscută sub numele de steaua Barnard se află o la distanță de circa 56 de milioane de milioane de kilometri; ea se mișcă perpendicular pe raza vizuală cu circa 89 de km/s sau cu 2,8 mii de milioane de kilometri pe an și, în consecință, poziția ei aparentă se deplasează într-un an cu un unghi de 0,0029 grade). Astronomii numesc modificarea poziției aparente pe cer a celor mai apropiate stele „mișcare proprie”. Poziția aparentă pe cer a stelelor mai depărtate se modifică atît de încet, încît mișcarea lor proprie nu poate fi detectată nici cu ajutorul celor mai îndelungate observații.

Vom vedea mai departe că această impresie de nemișcare este iluzorie. Observațiile astronomice despre care va fi vorba în acest capitol ne dezvăluie că universul se află într-o stare de explozie violentă, în care marile insule de stele cunoscute sub numele de galaxii sînt azvîrlite departe una de cealaltă cu viteze care se apropie de viteza luminii. Mai departe, putem extrapola această explozie înapoi în timp și conchide că toate galaxiile trebuie să fi fost mult mai apropiate la un moment dat în trecut — atît de apropiate, încît, de fapt, nici o galaxie sau stea și nici măcar atomii sau nucleele atomice n-ar fi putut avea o existență separată. Aceasta este perioada pe care o numim „univers timpuriu“ și care constituie subiectul cărții de față.

Cunoștințele noastre despre expansiunea universului se bazează în întregime pe faptul că astronomii pot determina viteza de mișcare a unui corp luminos de-a lungul razei vizuale cu mult mai mare acurateță decît perpendicular pe direcția razei vizuale. Tehnica determinărilor face uz de o proprietate comună tuturor mișcărilor ondulatorii, cunoscută sub numele de efectul Doppler. Cînd urmărim o undă sonoră sau luminoasă de la o sursă în repaus, intervalul dintre sosirea a două creste ale undelor la instrumentele noastre de măsură este egal cu intervalul dintre două creste la emergența lor din sursă. Dar, dacă sursa se depărtează de noi, intervalul de timp dintre sosirea a două creste succesive ale undelor crește față de timpul dintre plecările acestora de la sursă din cauză că fiecare creastă are ceva mai mult de călătorit pînă la noi decît cea precedentă. Intervalul de timp dintre două creste este exact lungimea de undă împărțită la viteza de propagare a undei, astfel încît o undă emisă de o sursă ce se depărtează de noi va apare cu o lungime de undă mai mare decît dacă sursa ar fi în repaus. (Mai exact, creșterea relativă a lungimii de undă este egală cu raportul dintre viteza sursei și viteza sunetului însuși, așa cum se arată în nota matematică 1, p. 181). În mod asemănător, dacă

sursa se mișcă spre noi, intervalul dintre sosirea la observator a două creste succesive descrește, întrucît fiecare creastă succesivă are de parcurs o distanță mai scurtă și undele ne apar cu lungimi de undă mai scurte. Este ca și cînd un comis-voiajor ar trimite scrisori acasă în mod regulat, o dată pe săptămînă în timpul călătoriilor sale; cît timp el se depărtează de casă, fiecare scrisoare succesivă are de mers ceva mai mult decît cea precedentă, astfel încît scrisorile vor sosi mai rar decît una pe săptămînă. Pe drumul înapoi spre casă, fiecare scrisoare succesivă are o distanță mai scurtă de parcurs, astfel încît acestea vor sosi mai des decît una pe săptămînă.

Este ușor, în zilele noastre, să observăm efectul Doppler la undele sonore — n-avem decît să ieșim la marginea autostrăzii și să constatăm că motorul unui automobil rapid are un zgomot mai ascuțit (adică de lungime de undă mai scurtă) atunci cînd se apropie decît atunci cînd se depărtează.

Se pare că efectul a fost pus în evidență pentru prima dată și la undele luminoase, și la cele sonore de Johann Christian Doppler, profesor de matematică la Școala reală din Praga, în 1842. Efectul Doppler pentru sunete a fost demonstrat de meteorologul olandez Christopher Heinrich Dietrich Buys-Ballot într-un atrăgător experiment în 1845. Ca sursă sonoră mobilă, el a folosit o orchestra de trompeți urcați într-un vagon deschis de cale ferată, mergînd în viteză, la țară, lângă Utrecht.

Doppler a crezut că acest efect poate explica de ce stelele au culori diferite. Lumina de la stelele care se depărtează de pămînt va fi deplasată către lungimi mai mari de undă și, întrucît lumina roșie are lungimea de undă mai mare decît media lungimii de undă pentru lumina vizibilă, o astfel de stea ar apărea mai roșie decît media stelelor. În mod asemănător, lumina de la stelele care se mișcă spre pămînt va fi deplasată spre lungimi de undă mai mici, astfel încît steaua respectivă poate apare mai albastră decît în mod obișnuit. Dar, în curînd, Buys-Ballot și alții au arătat că efectul

Doppler n-are, în esență, nimic de-a face cu culoarea stelei. Este adevărat că lumina albastră a unei stele ce se îndepărtează este deplasată spre roșu, dar, în același timp, o parte din spectrul ultraviolet, în mod normal invizibil, este deplasată în partea albastră a spectrului vizibil, astfel încît, în ansamblu, culoarea nu se schimbă. Stelele au de fapt culori diferite mai ales din cauza temperaturilor diferite ale suprafeței lor.

Efectul Doppler a început să joace un rol de o enormă importanță în astronomie din 1868, cînd a fost aplicat la studiul *liniilor* spectrale individuale. Cu mai mulți ani înainte, și anume în 1814—1815, opticianul münchenez Joseph Fraunhofer a descoperit că, trecînd o rază de soare printr-o fantă și apoi printr-o prismă de sticlă, spectrul colorat care rezultă este întretăiat de sute de linii întunecate, fiecare dintre ele fiind o imagine a fantei. (Cîteva dintre aceste linii au fost observate chiar mai înainte de William Hyde Wollaston în 1802, dar n-au fost studiate atunci prea atent.) Liniile întunecate erau găsite mereu în dreptul acelorași culori, fiecare corespunzînd unei lungimi de undă bine definite. Aceleași linii spectrale întunecate au fost găsite de Fraunhofer în aceleași poziții în spectrele lunii și ale stelelor mai strălucitoare. În curînd s-a înțeles că aceste linii întunecate sînt produse de absorbția selectivă a luminii cu anumite lungimi de undă, atunci cînd lumina emisă de suprafața fierbinte a stelei trece prin atmosfera sa exterioară mai rece. Fiecare linie este datorată absorbției luminii de către un element chimic anume, astfel încît a devenit posibil să se determine faptul că elementele din soare (sodiul, fierul, magneziul, calciul și cromul etc.) sînt aceleași cu cele găsite pe pămînt. (Astăzi știm că un foton care ar avea lungimea de undă egală cu aceea a liniilor întunecate din spectru ar avea în același timp exact energia necesară pentru ridicarea unui atom din starea sa energetică cea mai joasă la una din stările sale excitate.)

În 1868, sir William Huggins a reușit să arate că liniile întunecate din spectrele cîtorva dintre

stelele mai strălucitoare sînt ușor deplasate către roșu sau albastru față de poziția lor normală din spectrul soarelui. El a interpretat acest rezultat în mod corect, ca fiind o deplasare Doppler, datorată îndepărtării stelei față de pămînt sau mișcării în sens invers. De exemplu, lungimea de undă a fiecărei linii întunecate a stelei Capella este mai mare decît lungimea de undă a liniei corespunzătoare din spectrul solar cu 0,01%; această deplasare spre roșu arată că steaua Capella se depărtează de noi cu viteza de 0,01% din viteza luminii, ceea ce înseamnă 30 de kilometri pe secundă. Efectul Doppler a fost folosit în decadele următoare pentru determinarea vitezelor protuberanțelor solare, ale stelelor duble sau ale inelelor lui Saturn.

Determinarea vitezelor cu ajutorul măsurării deplasărilor Doppler este o tehnică de o mare acuratețe intrinsecă, întrucît lungimea de undă a liniilor spectrale poate fi măsurată cu o foarte mare precizie; nu este neobișnuit să găsim în tabele lungimi de undă date chiar și cu opt cifre semnificative. De asemenea, această tehnică își păstrează acuratețea oricare ar fi distanța pînă la sursa de lumină, însă cu condiția să ofere suficientă lumină pentru a distinge liniile spectrale pe fondul radiației cerului nocturn.

Cu ajutorul efectului Doppler s-au aflat și valorile tipice ale vitezelor stelelor amintite la începutul acestui capitol. Tot efectul Doppler ne răspunde la întrebarea care este distanța pînă la cele mai apropiate stele. Dacă ghicim ceva despre direcția de mișcare a stelei, atunci deplasarea Doppler ne oferă valoarea vitezei stelei atît de-a lungul razei vizuale, cît și după direcția perpendiculară a acesteia din urmă, astfel încît măsurarea deplasării aparente a stelei pe sfera cerească ne spune cît de departe se află steaua de pămînt. Dar efectul Doppler a început să furnizeze rezultate importante pentru cosmologie numai atunci cînd astronomii au început să studieze spectrele obiectelor aflate la o distanță mult mai mare decît stelele vizibile. Dar voi reveni

la efectul Doppler după ce voi spune mai întâi câte ceva despre descoperirea acestor obiecte.

Am început acest capitol cu o privire îndreptată spre cerul nocturn. În afară de lună, planete și stele, mai există alte două obiecte vizibile, de mai mare importanță cosmologică, pe care le-aș fi putut menționa.

Unul dintre acestea este atât de evident și de strălucitor, încît uneori este vizibil chiar prin ceața orașului. Este dunga de lumini întinsă într-un cerc mare de-a latul sferei cerești și cunoscută din timpuri vechi sub numele de Calea Lactee. În anul 1750, fabricantul englez de instrumente Thomas Wright a publicat o carte remarcabilă, *Teoria originală sau noua ipoteză asupra universului*, în care a sugerat că stelele sînt grupate ca într-o lespede turtită, o „piatră de moară“, de grosime finită, dar extinsă la distanțe mari în toate direcțiile în planul lepezii. Sistemul solar se află în interiorul acesteia, așa că noi vedem mult mai multă lumină atunci cînd privim de pe pămînt de-a lungul planului lepezii decît atunci cînd privim în orice altă direcție. Acest tablou este și imaginea Căii Lactee.

Teoria lui Wright a fost de mult confirmată. Astăzi, Calea Lactee este imaginată ca un disc turtit de stele cu un diametru de 80 000 de ani-lumină și cu o grosime de 6 000 de ani-lumină. Ea posedă de asemenea un halo sferic de stele cu diametrul de aproape de 100 000 de ani-lumină. Masa totală este estimată la circa 100 de mii de milioane de mase solare, dar unii astronomi cred că în haloul sferic poate exista o masă mult mai mare.

Sistemul solar se află la circa 30 000 de ani-lumină față de centrul discului și ușor spre „nord“ față de planul său central. Discul se rotește cu viteze pînă la 250 de kilometri pe secundă și prezintă uriașe brațe spirale. Toate la un loc alcătuiesc o priveliște măreață, cu condiția să poată fi văzută din afară! Întregul sistem este acum denumit uzual Galaxia sau, adoptînd un punct de vedere mai general, „galaxia noastră“.

Cealaltă caracteristică interesantă pentru cosmologie a cerului de noapte este mai puțin evidentă decît Calea Lactee. Există în constelația Andromeda o pată cețoasă, nu prea ușor de văzut, dar clar observabilă într-o noapte favorabilă, dacă știi unde să privești. Prima mențiune scrisă despre acest obiect pare să fie o enumerare existentă în *Cartea stelelor fixe* alcătuită în anul 964 e.n. de către astronomul persan Abdurrahman Al-Sufi. El l-a descris drept „un norișor“. După apariția telescoapelor, au fost descoperite tot mai multe astfel de obiecte extinse spațial, iar astronomii din secolele al XVII-lea și al XVIII-lea le găseau pe cînd se ocupau de căutarea altor corpuri cerești care le păreau cu adevărat interesante și anume cometele. Pentru a oferi o listă utilă de obiecte la care să *nu* privească atunci cînd „vinează“ comete, Charles Messier a publicat în 1781 un catalog, devenit celebru, *Nebuloase și nori stelari*. Astronomii se mai referă și astăzi la cele 103 obiecte din acest catalog, folosind nume-rotarea lui Messier — astfel nebuloasa din Andromeda este obiectul M31, nebuloasa Crabului este M1 ș.a.m.d.

Chiar din vremea lui Messier era clar că aceste obiecte cu extindere spațială nu sînt toate la fel. Cîteva sînt indiscutabil aglomerări de stele, cum ar fi Pleiadele (M45). Altele sînt nori neregulați de gaz incandescent, adesea colorați, ori asociați cu una sau mai multe stele, ca nebuloasa Uriășului din Orion (M42). Astăzi știm că obiectele de aceste două tipuri se află în galaxia noastră și nu ne vom ocupa de ele aici. Cu toate acestea, circa o treime din obiectele din catalogul lui Messier erau nebuloase albe de forme eliptice destul de regulate, dintre care cea mai proeminentă era nebuloasa din Andromeda (M31). Pe măsură ce telescoapele se perfecționau, mii de astfel de obiecte au fost descoperite, iar spre sfîrșitul secolului al XIX-lea la cîteva dintre ele au fost identificate brațe spirale, inclusiv la M31 și M33. Cu toate acestea, nici cele mai bune telescoape din secolele al XVIII-lea și al XIX-lea n-au reușit să determine

dacă nebuloasele eliptice sau spirale sînt alcătuite din stele, astfel încît originea galaxiilor a rămas neclară.

Immanuel Kant pare să fi fost primul care a presupus că unele nebuloase sînt galaxii ca și galaxia noastră. Preluînd teoria lui Wright despre Calea Lactee, Kant a sugerat în anul 1755, în lucrarea sa *Istoria generală a naturii și teoria cerului*, că nebuloasele, „ori mai degrabă o specie de nebuloase“, sînt cu adevărat discuri circulare, de aproape aceleași dimensiuni și forme ca și galaxia noastră. Ele apar eliptice din cauză că cele mai multe sînt văzute dintr-o parte și, desigur, sînt palide din cauză că sînt atît de îndepărtate.

Ideea unui univers împînzit de galaxii asemănătoare cu galaxia noastră a devenit la începutul secolului al XIX-lea larg răspîndită, deși încă nu universal acceptată. Rămînea totuși o posibilitate deschisă ca aceste nebuloase spirale și eliptice să poată fi dovedite ca aparținînd galaxiei noastre, așa cum s-a întîmplat cu alte obiecte din catalogul Messier. O mare sursă de confuzie a fost observarea unor nebuloase spirale în care explodau stele. Dacă aceste nebuloase ar fi fost cu adevărat galaxii independente, prea îndepărtate față de noi ca să putem individualiza stelele, atunci exploziile ar fi trebuit să fie incredibil de puternice pentru a fi atît de strălucitoare la distanțe atît de mari. În legătură cu aceasta, nu pot rezista să nu citez un exemplu de proză științifică din secolul al XIX-lea, în perioada ei de maturitate. Scriind în 1893, istoricul englez al astronomiei Agnes Mary Clerke remarca:

„Bine cunoscuta nebuloasă din Andromeda și marea spirală din Cîinii de vînătoare sînt cele mai remarcabile dintre cele care emit un spectru continuu; ca o regulă generală, emisiunile tuturor acestor nebuloase care apar ca un fenomen de aglomerare de stele, văzute tulburi din cauza distanțelor uriașe, aparțin aceluiași tip. Ar fi totuși mult prea devreme să se conchidă de aici că ele sînt cu adevărat aglomerări de corpuri asemănătoare cu soarele. Improbabilitatea unei

asemenea aserțiuni a fost mult mărită de apariția, la un interval de un sfert de secol, a unor explozii stelare în două dintre ele. Practic este neîndoios că, oricît de distante ar fi nebuloasele, stelele sînt tot atît de depărtate; deci, dacă particulele constituente ale celor dintîi ar fi sori, atunci distanțele la care lumina lor slabă aproape ar dispărea ar fi, așa cum a arătat d-l Proctor, la o scară de mărime pe care imaginația noastră refuză să o contemple“.

Astăzi știm că aceste explozii stelare erau, într-adevăr, „la o scară de mărime pe care imaginația noastră refuză să o contemple“. Ele erau supernove, explozii în care o singură stea atinge luminozitatea întregii galaxii. Dar aceste fapte nu erau cunoscute în 1893.

Problema naturii nebuloaselor eliptice și spirale nu poate fi rezolvată fără o metodă sigură de determinare a distanței pînă la ele. Un asemenea criteriu a fost descoperit după construirea telescopului de o sută de țoli¹ de pe muntele Wilson de lîngă Los Angeles. În 1923, Edwin Hubble a fost primul care a reușit să identifice stele separate în nebuloasa din Andromeda. El a găsit în brațele ei spirale cîteva stele cu strălucire variabilă, cu același fel de variație periodică a luminozității ca a stelelor numite variabile Cefeide, o clasă de stele din galaxia noastră. Explicația importanței unei astfel de descoperiri consta în faptul că, în decada anterioară, lucrările lui Henrietta Swan Leavitt și Harlow Shapley de la observatorul Colegiului Harvard au oferit o relație strînsă între perioadele de variație ale Cefeidelor și luminozitățile lor absolute. (Luminozitatea absolută este puterea totală a radiației emise de un obiect astronomic în toate direcțiile. Luminozitatea aparentă este puterea radiației primite de noi pe fiecare centimetru pătrat al oglinzii telescopului. Luminozitatea aparentă — mai degrabă decît cea absolută — determină gradul subiectiv de strălucire al obiectelor astronomice. Desigur,

¹ Adică 252 cm. — *Nota trad.*

luminozitatea aparentă depinde nu numai de luminozitatea absolută, ci și de distanță; în acest fel, cunoscînd ambele luminozități ale unui obiect astronomic, și pe cea absolută, și pe cea relativă, putem deduce distanța.) Hubble, studiînd luminozitatea aparentă a Cefeidelor din nebuloasa din Andromeda și estimînd luminozitatea lor absolută cu ajutorul perioadelor, a putut să calculeze imediat distanța pînă la ele și deci și distanța pînă la Andromeda, folosind regula simplă că luminozitatea aparentă este proporțională cu luminozitatea absolută și invers proporțională cu pătratul distanței. Concluzia sa a fost că nebuloasa din Andromeda este la o distanță de 900 000 de ani-lumină, adică de zece ori mai departe decît cele mai depărtate obiecte cunoscute din galaxia noastră. Mai multe recalibrări ale relației dintre perioadă și luminozitate, efectuate de Walter Baade și de alții, au reevaluat distanța pînă la nebuloasa din Andromeda, considerată azi a fi de peste două milioane de ani-lumină, dar concluzia era clară încă în 1923: nebuloasa din Andromeda și mii de nebuloase similare sînt galaxii ca și galaxia noastră, umplînd² universul pînă la mari distanțe în toate direcțiile.

Dar chiar înainte de a fi fost stabilită natura extragalactică a nebuloaselor, astronomii au reușit să identifice linii din spectrele acestora cu linii cunoscute din spectrele atomice. Cu toate acestea, în decada 1910—1920, Vesto Melvin Slipher, de la observatorul Lowell, a descoperit că liniile spectrale ale multor nebuloase sînt ușor deplasate spre roșu sau albastru. Aceste deplasări au fost imediat atribuite efectului Doppler, indicînd faptul că nebuloasele se depărtează sau se apropie de pămînt. S-a determinat, de exemplu, că nebuloasa din Andromeda se află în mișcare spre pămînt, cu viteza de circa 300 kilometri pe secundă, în timp ce aglomerarea mai depărtată de galaxii din constelația Fecioarei a fost determinată ca

² Vezi comentariul nr. 1. — *Nota trad.*

depărtându-se de noi cu circa 1 000 kilometri pe secundă.

La început s-a crezut că aceste deplasări sînt mai degrabă datorate unor viteze relative, reflectînd mişcarea propriului nostru sistem solar de apropiere faţă de unele galaxii şi de îndepărtare faţă de altele. Totuşi, această explicaţie a devenit nerezonabilă pe măsură ce se descopereau noi şi noi spectre cu deplasări tot mai mari, toate spre marginea roşie a spectrului. Reieşea că, în afară de puţine galaxii vecine apropiate, ca nebuloasa din Andromeda, celelalte galaxii se îndepărtează de galaxia noastră. Desigur, aceasta nu înseamnă că galaxia noastră ocupă vreo poziţie specială, ori centrală. Mai degrabă aceasta înseamnă că întregul univers explodează şi că fiecare galaxie este zvîrlită departe de orice altă galaxie.

Această interpretare a devenit general acceptată după 1929, cînd Hubble a făcut cunoscută descoperirea sa că deplasările spre roşu ale galaxiilor cresc aproximativ în proporţie cu distanţa de la noi pînă la ele. Importanţa acestei observaţii este că exact acest tablou poate fi prezis despre mişcarea materiei într-un univers aflat în explozie.

Ne aşteptăm, intuitiv, ca în orice moment, universul să prezinte acelaşi tablou observatorilor din toate galaxiile tipice, în orice direcţie ar privi ei. (Aici şi mai departe, voi folosi adjectivul „tipic“ pentru a indica acele galaxii care nu au o mişcare particulară proprie, ci sînt pur şi simplu purtate de fluxul general al galaxiilor). Această ipoteză este atît de naturală (cel puţin de la Copernic încôace), încît a fost denumită de către astronomul englez Edward Arthur Milne Principiul cosmologic.

Aplicat galaxiilor, Principiul cosmologic cere ca un observator dintr-o galaxie tipică să vadă toate celelalte galaxii mişcîndu-se cu respectarea aceloraşi caracteristici ale vitezei, oricare ar fi galaxia tipică odată cu care se deplasează observatorul însuşi. O consecinţă matematică directă a acestui principiu este că viteza relativă a două galaxii, oricare ar fi ele, trebuie să fie proporţio-

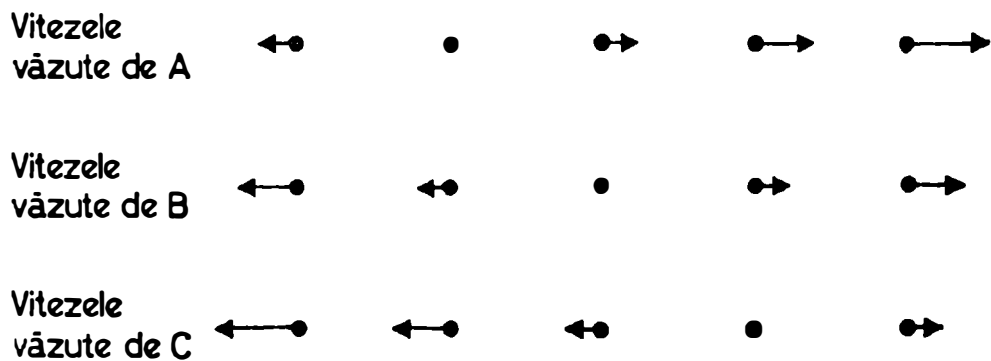


Fig. 1. *Omogenitatea și legea lui Hubble.* În figură este prezentată o succesiune de galaxii egal depărtate Z, A, B, C, ... cu vitezele măsurate din A, B ori C, indicate de mărimea și direcția săgeților din fiecare punct. Principiul omogenității cere ca viteza lui C, așa cum este văzută de B, să fie egală cu viteza lui B, așa cum este văzută de A; adunând aceste două viteze, găsim viteza lui C văzută de A, indicată de o săgeată dublă. Procedând în acest fel, putem completa întreg sistemul de viteze indicat în figură. După cum se observă, vitezele se supun legii lui Hubble: viteza fiecărei galaxii, așa cum este privită de oricare alta, este proporțională cu distanța dintre ele. Acesta este singurul tip de viteze care concordă cu principiul omogenității.

nală cu distanța dintre ele, exact așa cum a observat Hubble.

Pentru a înțelege aceasta, considerăm trei galaxii tipice A, B și C, înșirate în linie dreaptă. (Vezi fig. 1.) Presupunem că distanța dintre A și B este egală cu distanța dintre B și C. Oricare ar fi viteza lui B văzută din A, Principiul cosmologic cere ca C să aibă aceeași viteză relativă față de B. Dar să observăm că C, care este de două ori mai depărtat de A decât este B, se va mișca și de două ori mai repede față de A decât se mișcă B. Putem adăuga mai multe galaxii lanțului, având totdeauna ca rezultat creșterea vitezei de recesiune a oricărei galaxii față de oricare alta, în mod proporțional cu distanța dintre ele.

Așa cum se întâmplă deseori în știință, acest rezultat poate fi folosit și pentru judecata reci-

procă. Hubble, observînd proporționalitatea dintre distanțele pînă la galaxii și viteza lor de recesiune, a verificat indirect valabilitatea Principiului cosmologic. Acest lucru este foarte satisfăcător din punct de vedere filosofic — de ce-ar trebui vreo parte sau vreo direcție a universului să fie diferită de altele? Sîntem siguri astfel că astronomii observă o parte apreciabilă a universului, și nu doar un mic vîrtej din vasta vîltoare cosmică. Reciproc, putem să admitem Principiul cosmologic *a priori* și să deducem din el relația de proporționalitate dintre distanță și viteză, ca în paragraful precedent. În acest fel, prin măsurători de deplasări Doppler destul de simple, sîntem capabili să evaluăm distanța pînă la obiectele foarte îndepărtate, pornind de la vitezele acestor obiecte.

Principiul cosmologic este sprijinit, pe lîngă măsurătorile deplasărilor Doppler, și de dovezi bazate pe observații din altă sursă. Ținînd seama de distorsiunile datorate propriei noastre galaxii, ca și de acelea din aglomerarea de galaxii apropiate din constelația Fecioarei, universul apare remarcabil de izotrop, adică arată la fel în toate direcțiile. (Acest fapt este demonstrat și mai convingător de radiația de fond de microunde, prezentată în capitolul următor). Încă de la Copernic am învățat să ne ferim de a presupune că există ceva special în situarea umanității în univers. Astfel, dacă universul este izotrop în jurul nostru, el ar trebui să fie izotrop față de orice galaxie tipică. Dar orice punct din univers poate fi deplasat într-alt punct printr-o serie de rotații în jurul unor centre fixe (vezi fig. 2), astfel încît, dacă universul este izotrop în jurul fiecărui punct, el este în mod necesar și omogen.

Înainte de a continua, vom menționa cîteva particularități ale Principiului cosmologic. Mai întii, desigur, acesta nu este adevărat la scară mică; noi ne aflăm într-o galaxie care aparține unui mic grup local de galaxii (incluzînd pe M31 și M33), care, la rîndul său, aparține enormului roi de galaxii din Fecioara. De fapt, din cele 33 de galaxii din catalogul lui Messier, aproape

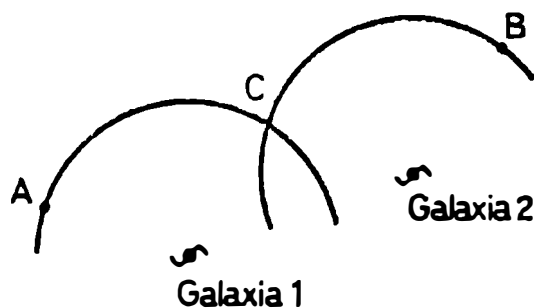


Fig. 2. *Izotropie și omogenitate.* Dacă universul este izotrop față de ambele galaxii 1 și 2, atunci el este omogen. Pentru a demonstra că în două puncte A și B, oarecare, există aceleași condiții, vom duce un cerc prin A, cu centrul în prima galaxie, și un alt cerc cu centrul într-a doua și trecînd prin B. Izotropia în jurul galaxiei 1 impune ca în punctele A și C (intersecția celor două cercuri) să fie aceleași condiții. La fel, izotropia în jurul galaxiei 2 determină condiții similare pentru B și C. De aici, echivalența între A și B.

jumătate se află într-o mică regiune a cerului, în constelația Fecioarei. Principiul cosmologic, dacă este valabil, intră în joc numai atunci cînd universul este văzut la scară mare, cel puțin atît de mare ca distanța dintre roiurile de galaxii, adică aproximativ 100 de milioane de ani-lumină.

Mai există și o altă restricție. Folosind Principiul cosmologic pentru găsirea relației de proporționalitate dintre vitezele galactice și distanțe, am presupus că, dacă viteza lui C față de B este aceeași cu viteza lui B față de A, atunci viteza lui C față de A este dublă în comparație cu primele două. Aceasta este exact regula obișnuită pentru compunerea vitezelor, cu care sîntem familiarizați cu toții și care, desigur, e corectă pentru vitezele destul de mici din viața curentă. Totuși, această regulă nu mai este valabilă pentru viteze apropiate de viteza luminii (300 000 de kilometri pe secundă), altminteri, adăugînd un anumit număr de viteze relative, am obține o viteză totală mai mare decît viteza luminii, ceea ce este interzis de teoria relativității restrînsă a lui Einstein. De exemplu, regula obișnuită de adunare a vitezelor spune că, dacă un pasager dintr-un avion care se deplasează cu o viteză egală cu trei

sferturi din viteza luminii, trage un glonte înainte cu o viteză egală și ea cu trei sferturi din viteza luminii, atunci viteza glontelui față de sol ar fi o dată și jumătate cât viteza luminii, ceea ce este imposibil. Relativitatea restrînsă evită această dificultate schimbînd regula adunării vitezelor: viteza lui C față de A este într-un anume fel mai mică decît suma vitezelor relative ale lui B față de A și C față de B, astfel încît, indiferent de cît de multe ori adăugăm una la alte viteze mai mici decît cea a luminii, nu vom obține niciodată o viteză mai mare decît a luminii.

Nici una din problemele de mai sus n-a stat însă în calea lui Hubble în 1929, întrucît nici una dintre galaxiile studiate de el nu avea viteza aproape de viteza luminii. Cu toate acestea, atunci cînd cosmologii au în vedere distanțele cu adevărat mari, caracteristice universului ca întreg, ei trebuie să lucreze într-un cadru teoretic capabil să descrie viteze care se apropie de viteza luminii, adică în cadrul teoriei relativității restrînse și teoriei relativității generalizate ale lui Einstein. Într-adevăr, atunci cînd avem de-a face cu distanțe de o atare mărime, însuși conceptul de distanță devine ambiguu și trebuie specificat dacă distanța este măsurată prin observarea luminozităților, a diametrelor, a mișcărilor proprii, ori prin altceva.

Revenind la anul 1929, Hubble a estimat distanța pînă la 18 galaxii cu ajutorul luminozității aparente a celor mai strălucitoare stele ale lor și a comparat aceste distanțe cu vitezele corespunzătoare ale galaxiilor, determinate spectroscopic din deplasările lor Doppler. Concluzia lui a fost că există o „relație aproximativ liniară“ (adică o simplă proporționalitate) între viteze și distanțe. De fapt, privind la datele lui Hubble, am rămas perplex. Cum a putut el să ajungă la o astfel de concluzie, întrucît vitezele galactice par aproape necorelate cu distanțele lor, existînd numai o slabă tendință de creștere a vitezei cu distanța. De fapt, nici nu ne putem aștepta la vreo relație netă de proporționalitate între viteză și distanță pentru aceste 18 galaxii — ele sînt mult prea

apropiate, nici una nefiind mai departe decît roiul din Fecioara. Este dificil să eviți concluzia că, bazîndu-se chiar pe argumente teoretice ca cele care vor fi examinate mai jos, Hubble ştia pur şi simplu răspunsul pe care dorea să-l găsească.

Oricum ar fi fost de fapt situația, către 1931 datele s-au îmbunătățit considerabil, iar Hubble a putut verifica proporționalitatea dintre viteză şi distanță pentru galaxii cu viteze de pînă la 20 000 de kilometri pe secundă. Cu estimările pentru distanțe existente pe atunci, concluzia era că vitezele cresc cu 170 de kilometri pe secundă pentru fiecare milion de ani-lumină. În acest fel, viteza de 20 000 de kilometri pe secundă înseamnă o distanță de 120 de milioane de ani-lumină. Acest număr, reprezentînd o anumită creștere a vitezei la unitatea de distanță, este cunoscut în general sub numele de „constanta lui Hubble”. (Ea este constantă în sensul că proporționalitatea dintre viteză şi distanță este aceeaşi pentru toate galaxiile la un moment dat, dar, după cum vom vedea, constanta lui Hubble se schimbă cu timpul, pe măsură ce universul evoluează.)

În 1936, Hubble, lucrînd cu specialistul în spectroscopie Milton Humason, a reuşit să măsoare distanța şi viteza roiului de galaxii din Ursa Mare II. Viteza lui de recesiune a fost găsită de 42 000 de kilometri pe secundă, adică 14% din viteza luminii. Distanța, estimată atunci la 260 de milioane ani-lumină, era limita capacității observatorului de pe muntele Wilson şi activitatea lui Hubble s-a întrerupt. Odată cu apariția, după război, a unor telescoape mai mari la Palomar şi pe muntele Hamilton, programul lui Hubble a fost reluat de alți astronomi (de remarcat Allan Sandage de la Palomar şi cei de pe muntele Wilson) şi continuă şi în momentul de faţă.

Concluzia generală la care s-a ajuns în această jumătate de secol de observații este că galaxiile se depărtează de noi cu viteze proporționale cu distanța (cel puțin pentru viteze nu prea apropiate

de viteza luminii). Desigur, așa cum s-a subliniat în discuția noastră despre Principiul cosmologic, aceasta nu înseamnă nicidecum că noi am fi în vreo poziție favorizată sau nefavorizată în mod special în cosmos, ci că două galaxii, oricare ar fi ele, se depărtează una de alta, cu o viteză relativă proporțională cu distanța care le separă. Cea mai importantă modificare a concluziei inițiale a lui Hubble este o revizuire a scării distanțelor extragalactice. Parțial, aceasta este un rezultat al recalibrării relației lui Leavitt-Shapley dintre luminozitate și perioadă la Cefeide, efectuată de Walter Baade și alții, în urma căreia distanța pînă la galaxiile îndepărtate este acum estimată ca fiind de circa zece ori mai mare decît se credea pe vremea lui Hubble. Astfel, constanta lui Hubble este acum estimată la numai circa 15 kilometri pe secundă pe un milion de ani-lumină.

Ce ne spun toate acestea despre originea universului? Dacă galaxiile se depărtează una de alta, atunci ele trebuie să fi fost cîndva mult mai aproape. Pentru a fi mai preciși, dacă viteza lor a fost constantă, atunci timpul necesar pentru două galaxii, oricare ar fi ele, pentru a atinge distanța lor actuală de separare este exact distanța dintre ele împărțită la viteza lor relativă. Dar, viteza fiind proporțională cu distanța actuală dintre ele, acest timp este același pentru orice pereche de galaxii, ceea ce înseamnă că toate galaxiile au fost apropiate la un moment dat în trecut! Luînd pentru constanta lui Hubble de 15 kilometri pe secundă pe un milion de ani-lumină, timpul de cînd galaxiile se depărtează una de alta va fi de un milion de ani-lumină împărțit la 15 kilometri pe secundă, adică 20 de mii de milioane de ani. Vom numi „vîrstă” a universului timpul calculat în acest mod ca „timp caracteristic de expansiune”; de fapt, el este chiar inversul constantei lui Hubble. Adevărata vîrstă a universului este de fapt mai mică decît timpul caracteristic de expansiune întrucît, așa cum vom vedea, galaxiile nu s-au deplasat mereu cu viteze constante, ci în mod încetinit,

sub influența gravitației reciproce. Prin urmare, dacă valoarea constantei lui Hubble este de 15 kilometri pe secundă pe un milion de ani-lumină, vârsta universului trebuie să fie mai mică decât 20 000 de milioane de ani.

Cîteodată vom rezuma toate acestea spunînd pe scurt că dimensiunile universului cresc. Aceasta nu înseamnă că universul are în mod necesar dimensiuni finite, deși, de altfel, poate și să aibă. Acest limbaj este folosit întrucît, în orice interval de timp dat, distanța care separă o pereche de galaxii tipice crește *fracțional* cu aceeași cantitate. De-a lungul fiecărui interval suficient de scurt pentru ca vitezele galaxiilor să rămînă aproximativ constante, creșterea distanței dintre două galaxii tipice va fi egală cu produsul dintre viteza lor relativă și intervalul de timp respectiv, sau, folosind legea lui Hubble, cu produsul dintre constanta lui Hubble, distanță și timp. Atunci însă, raportul dintre creșterea distanței de separare și distanța de separare (creșterea relativă a distanței) va fi dat de produsul dintre constanta lui Hubble și timp, ceea ce are aceeași valoare pentru orice pereche de galaxii. De exemplu, în intervalul de 1% din timpul caracteristic de expansiune (egal cu inversul constantei lui Hubble) distanța dintre orice pereche de galaxii tipice crește cu 1%. În linii mari, putem spune că, în intervalul specificat, dimensiunea universului a crescut cu 1%.

N-aș dori să las impresia că toată lumea este de acord cu această interpretare a deplasării spre roșu. De fapt, noi nu vedem galaxiile depărtîndu-se; tot ceea ce-i sigur este că liniile spectrelor ce provin de la galaxii sînt deplasate spre roșu, adică spre lungimi de undă mai mari. Există astronomi eminenți care pun la îndoială legătura dintre deplasarea spre roșu și efectul Doppler ori expansiunea universului. Halton Arp, de la observatorul Hale, a pus în evidență existența unor grupări de galaxii în care unele galaxii au deplasarea spre roșu foarte diferită de celelalte; dacă aceste grupări reprezintă adevărate asocieri fizice de galaxii ve-

cine, ele pot avea cu greu viteze foarte diferite. De asemenea, în 1963, Maarten Schmidt a descoperit o clasă de obiecte care au aparența unor stele și care, cu toate acestea, au enorme deplasări spre roșu, în anumite cazuri de pînă la 300%! Dacă aceste „obiecte cvasistelare” sînt atît de depărtate cît arată deplasarea lor spre roșu, ele ar trebui să emită o cantitate enormă de energie pentru a fi atît de strălucitoare. În sfîrșit, nu este ușor de determinat legătura dintre viteză și distanță la distanțe cu adevărat mari.

Există, totuși, o cale independentă pentru a confirma faptul că galaxiile se îndepărtează cu adevărat, așa cum indică deplasările spre roșu. După cum s-a văzut, interpretarea deplasărilor spre roșu arată că expansiunea universului a început cu ceva mai puțin de 20 de mii de milioane de ani în urmă. Prin urmare, orice dovadă că universul are această vîrstă slujește confirmării interpretării de mai sus. Există, într-adevăr, destul de multe fapte indicînd vîrsta de 10—15 mii de milioane de ani pentru galaxia noastră. Aceste estimații vin și din determinarea abundenței relative a diferiților izotopi radioactivi de pe pămînt (mai ales a izotopilor uraniului, U-235 și U-238), ca și din calculele asupra evoluției stelelor. Desigur, nu există nici o legătură directă între perioadele de radioactivitate sau evoluția stelară și deplasarea spre roșu a galaxiilor îndepărtate. Drept care o asemenea coincidență face foarte convingătoare concluzia că vîrsta universului, dedusă din constanta lui Hubble, este apropiată de cea reală.

În această ordine de idei, este interesant din punct de vedere istoric să reamintim că în anii 1930 și 1940 constanta lui Hubble era mult supraestimată, valoarea adoptată atunci fiind de 170 de kilometri pe secundă pe un milion de ani-lumină. Urmînd raționamentul anterior, vîrsta universului ar fi fost atunci un milion de ani-lumină împărțit la 170 de kilometri pe secundă, adică 2000 de milioane de ani, ori chiar mai puțin, ținînd seama de frînarea gravitațională.

Dar se știa, încă de la cercetările de radioactivitate întreprinse de lordul Rutherford, că pământul este mult mai vechi decât vârsta obținută mai sus. Vârsta pământului este estimată astăzi la circa 4 600 de milioane de ani! Pământul nu poate fi mai bătrîn decât universul, astfel încît astronomii au fost obligați să se îndoiască de faptul că deplasarea spre roșu ne-ar spune cu adevărat ceva despre vârsta universului. Unele dintre cele mai ingenioase idei cosmologice din anii '30 și '40 au fost generate de acest paradox aparent, incluzînd teoria universului staționar. S-ar putea ca înlăturarea paradoxului vârstei universului în anii '50, datorată măririi de zece ori a scalei distanțelor extragalactice, să fi constituit condiția esențială a apariției cosmologiei „marii explozii” ca teorie standard.

Tabloul universului descris aici este acela al unei mulțimi de galaxii în expansiune. Lumina a jucat pînă acum pentru noi rolul de „mesager astral”, purtînd informații despre distanța și viteza galaxiilor. Cu toate acestea, condițiile din universul timpuriu erau foarte diferite de cele din universul actual; după cum vom vedea, atunci lumina era constituentul dominant al universului, iar materia obișnuită juca doar rolul unei impurități neglijabile. Prin urmare, va trebui să reformulăm ceea ce-am învățat despre deplasarea spre roșu, ținînd seama de comportarea undelor luminoase în universul aflat în expansiune.

Să luăm în considerare o undă luminoasă călătorind între două galaxii tipice. Distanța dintre ele este egală cu viteza luminii înmulțită cu durata călătoriei, în timp ce creșterea distanței dintre galaxii în timpul călătoriei luminii este egală cu produsul dintre acest timp și viteza relativă a celor două galaxii. Atunci cînd calculăm creșterea *relativă* (fracțională) a distanței, împărțim creșterea absolută la valoarea medie a distanței, medie calculată ținînd seamă de timpul acestei deplasări. Rezultatul obținut nu mai depinde de timp. Creșterea relativă a distanței de separare

a acestor două galaxii (și deci aceeași mărime calculată pentru orice alte galaxii tipice) în timpul călătoriei luminii de la o galaxie la alta este exact raportul dintre viteza relativă a galaxiilor și viteza luminii. Dar, așa cum am văzut mai înainte, același raport ne dă și creșterea relativă a lungimii de undă a luminii în timpul călătoriei sale. În acest fel, *lungimea de undă a fiecărei raze de lumină crește în simplă proporție cu distanța dintre două galaxii tipice pe măsură ce universul se dilată*. Putem să ne imaginăm creșterea undelor ca fiind „împinse” din ce în ce mai departe una de alta de expansiunea universului. Cu toate că argumentele noastre au fost valabile în mod strict numai pentru perioade scurte de călătorie, ele pot fi extinse și în cazul general. Ne putem convinge de aceasta punând cap la cap secvențe de călătorie și repetând judecățile. De exemplu, atunci când observăm galaxia 3C295 și găsim că lungimile de undă ale spectrului său sînt cu 46% mai mari decît în tabelele standard ale lungimilor de undă, putem ajunge la concluzia că universul este acum cu 46% mai mare decît în momentul în care lumina a părăsit obiectul 3C295.

Pînă aici ne-am preocupat numai de aspectele pe care fizicienii le denumesc „cinematice”, care tratează mișcarea fără a considera și forțele care o guvernează. Cu toate acestea, de secole, fizicienii și astronomii au încercat de asemenea să înțeleagă dinamica universului. În mod inevitabil, această tendință a dus la studiul rolului cosmologic al singurei forțe care acționează între corpurile astronomice — forța de gravitație.

După cum era de așteptat, Isaac Newton a fost primul care a înfruntat această problemă. Într-o faimoasă corespondență cu filologul Richard Bentley de la Cambridge, Newton a afirmat că dacă materia din univers ar fi distribuită uniform într-o regiune finită, ea ar avea tendința să cadă spre centru „și să compună aici o mare masă sferică”. Pe de altă parte, dacă materia ar fi uniform distribuită într-un spațiu *infinit*, n-ar

exista un centru către care să cadă. În acest caz materia s-ar contracta într-un număr infinit de bulgări dispersați în univers; Newton sugera că aceștia pot fi originea soarelui și a stelelor.

Dificultatea de a trata problema dinamicii unui mediu infinit a paralizat progresul pînă la apariția teoriei relativității generalizate. Nu este aici locul de a explica relativitatea generalizată și, în orice caz, ea s-a arătat a fi mai puțin importantă pentru cosmologie decît s-a crezut la început. Ajunge doar să spunem că Albert Einstein a folosit teoria matematică a geometriei neeuclidiene, existentă deja pe atunci, pentru a considera gravitația ca pe un efect al curbării spațiului și timpului. În anul 1917, la un an după elaborarea teoriei relativității generalizate, Einstein a încercat să găsească o soluție a ecuației sale care ar fi descris geometria spațio-temporală a întregului univers. Urmînd ideile cosmologice ale vremii, Einstein a căutat în mod deosebit o soluție care să fi fost omogenă, izotropă și, din nefericire, *statică*. Cu toate acestea, o atare soluție n-a putut fi găsită. În scopul de a obține un model care să satisfacă preconcepțiile cosmologice, Einstein a fost obligat să-și mutilizeze ecuațiile, introducînd un termen, așa-numita constantă cosmologică, care altera puternic eleganța inițială a teoriei, dar care putea să compenseze forța atracției gravitaționale la distanțe mari.

Modelul de univers al lui Einstein era pe deplin static și nu prezicea deplasări spre roșu. În același an, 1917, o altă soluție a teoriei modificate a lui Einstein a fost găsită de astronomul olandez W. de Sitter. Cu toate că soluția sa era și ea statică, și, ca urmare, în deplin acord cu ideile cosmologice ale epocii, ea avea proprietatea remarcabilă de a prezice o abatere spre roșu proporțională cu distanța! În acea vreme, deplasarea pronunțată spre roșu a spectrelor galaxiilor nu era cunoscută astronomilor europeni. La sfîrșitul primului război mondial, știrile cu privire la observarea unor mari deplasări spre roșu au ajuns din America în Europa și modelul lui de

Sitter a cucerit o imediată celebritate. Când astronomul englez Arthur Eddington a scris primul tratat clar despre relativitatea generalizată, în 1922, el a analizat datele existente cu privire la deplasarea spre roșu în termenii modelului lui de Sitter. Hubble însuși spunea că modelul lui de Sitter a fost acela care a atras atenția astronomilor asupra importanței dependenței deplasării spre roșu de distanță. Acest model ar fi fost poate undeva în propria-i conștiință în 1929, când a descoperit proporționalitatea dintre deplasarea spre roșu și distanță.

Astăzi, o asemenea sprijinire pe modelul lui de Sitter pare nejustificată. Pe de o parte, modelul nu este de loc un model static, ci doar așa apărea din cauza modului particular în care erau introduse coordonatele spațiale. De fapt, distanța dintre doi observatori „tipici” crește în cadrul modelului și această recesiune generală este cauza deplasării spre roșu. Explicația pentru care deplasarea spre roșu este proporțională cu distanța în modelul lui de Sitter constă în faptul că acest model satisface Principiul cosmologic și, după cum am văzut, în *orice* teorie care respectă acest principiu trebuie să existe o proporționalitate între viteza relativă și distanță.

Oricum, descoperirea recesiunii galaxiilor îndepărtate a mărit repede interesul pentru modelele cosmologice care sînt omogene și izotrope, dar nu și statice. N-a mai fost atunci nevoie de „constanta cosmologică” în ecuațiile cîmpului gravitațional, iar Einstein a început să regrete schimbarea pe care a efectuat-o în ecuațiile sale inițiale. În anul 1922, matematicianul rus Alexandr Friedmann a găsit soluția generală și omogenă a ecuațiilor inițiale ale lui Einstein. Aceste modele ale lui Friedmann, bazate pe ecuațiile de cîmp ale lui Einstein, și nu modelele lui Einstein sau de Sitter, sînt cele care oferă baza matematică pentru majoritatea teoriilor cosmologice moderne.

Modelele lui Friedmann sînt de două tipuri diferite. Dacă densitatea medie a materiei din univers este *mai mică* decît o anumită valoare cri-

tică sau egală, atunci universul trebuie să fie infinit extins spațial. În acest caz, expansiunea actuală a universului va continua pentru totdeauna. Pe de altă parte, dacă densitatea universului este *mai mare* decât această valoare critică, atunci câmpul gravitațional produs de materie curbează universul înapoi, spre sine însuși; el este finit, dar nemărginit, ca suprafața unei sfere. (Adică, dacă pornim într-o călătorie în linie dreaptă, nu atingem nici un fel de margine a universului, ci ne întoarcem pur și simplu acolo de unde am pornit). În acest caz, câmpurile gravitaționale sînt suficient de puternice pentru a opri în cele din urmă expansiunea universului, astfel încît el va fi comprimat înapoi pînă la o densitate nedefinit de mare. Densitatea critică este proporțională cu pătratul constantei lui Hubble; pentru valoarea acceptată astăzi de 15 kilometri pe secundă pe un milion de ani-lumină, densitatea critică este egală cu 5×10^{-30} grame pe centimetru cub, sau cu trei atomi de hidrogen pe o mie de litri de spațiu.

În cadrul modelelor lui Friedmann, mișcarea oricărei galaxii tipice este foarte asemănătoare cu aceea a unei pietre aruncate în sus pe suprafața pămîntului. Dacă piatra a fost aruncată suficient de repede sau, ceea ce se rezumă la același efect, dacă masa pămîntului este suficient de mică, atunci piatra își va încetini treptat mișcarea, dar nu va cădea pe pămînt, ci se va depărta la infinit. Această situație corespunde cazului densității cosmice mai mici decât densitatea critică. Pe de altă parte, dacă piatra este aruncată cu o viteză insuficientă, atunci, după atingerea unei înălțimi maxime, piatra va cădea înapoi, situație care corespunde, desigur, densității cosmice mai mari decât cea critică.

Această analogie răspunde la întrebarea de ce a fost imposibil să se găsească o soluție cosmologică statică a ecuațiilor lui Einstein. Putem să nu fim prea surprinși că o piatră se ridică de pe suprafața pămîntului, sau cade pe această supra-

față, dar nu ne vom aștepta deloc să găsim o piatră suspendată în văzduh. Această analogie ne mai ajută să evităm o concepție greșită destul de răspândită despre universul în expansiune. Galaxiile nu se îndepărtează una de alta din cauză că le-ar împinge vreo forță misterioasă, așa după cum nici piatra care se ridică nu este nici ea respinsă de pământ. Galaxiile se îndepărtează unele de altele fiindcă au fost azvirlite în afară de un fel de explozie care a avut loc în trecut.

În anii '20 nu s-a știut acest fapt, dar multe dintre proprietățile și detaliile modelelor lui Friedmann pot fi calculate cantitativ folosind analogia de mai sus, fără vreun fel de referință la relativitatea generalizată. Pentru a calcula mișcarea oricărei galaxii tipice față de galaxia noastră, vom construi mintal o sferă cu noi în centru și cu galaxia aleasă pe suprafață; mișcarea galaxiei considerate este exact aceeași și dacă înlocuim tot universul doar cu masa din interiorul sferei și cu nimic în afară. Totul se petrece ca și când am săpa o peșteră adânc în interiorul pământului și am studia acolo căderea corpurilor. Vom găsi că accelerația gravitațională spre centrul pământului depinde numai de cantitatea de materie aflată mai aproape de centru decât sîntem noi, ca și când suprafața pământului ar fi coborît odată cu noi pe fundul peșterii. Acest rezultat remarcabil este conținut într-o teoremă, valabilă și în teoria lui Newton și în teoria lui Einstein cu privire la gravitație și se bazează numai pe simetria sferică a sistemului studiat. Varianta acestei teoreme pentru relativitatea generalizată a fost demonstrată de matematicianul american G.D. Birkhoff în 1923, dar semnificația ei cosmologică n-a fost înțeleasă decît după cîteva decade.

Putem folosi această teoremă pentru a calcula densitatea critică a modelelor lui Friedmann. (Vezi fig. 3.) Cînd desenăm o sferă cu noi în centru și cu o oarecare galaxie depărtată situată pe suprafață, putem folosi masa galaxiilor din

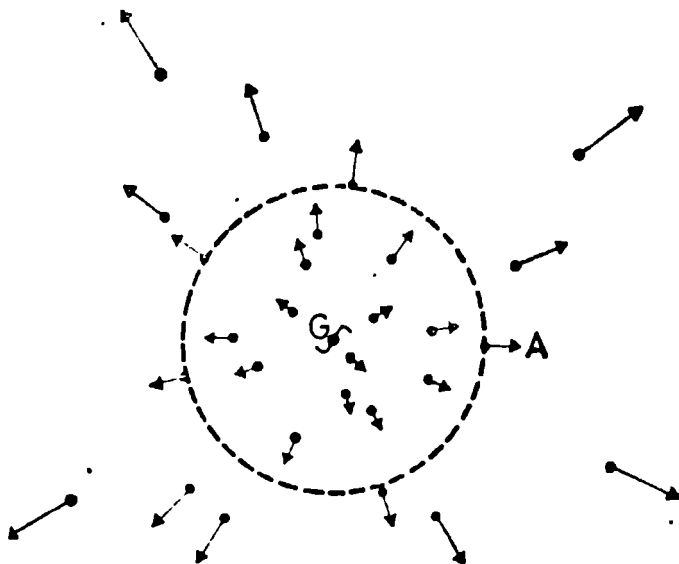


Fig. 3. *Teorema lui Birkhoff și expansiunea universului.* Sînt înfățișate cîteva galaxii, odată cu vitezele lor relative față de o galaxie dată G , viteze indicate aici prin lungimea și direcția săgeților. (Conform legii lui Hubble, aceste viteze sînt proporționale cu distanța pînă la G .) Teorema lui Birkhoff stabilește că, pentru a calcula mișcarea galaxiei A față de G , este necesar să se ia în considerare numai masa conținută în interiorul sferei cu centrul în G și care trece prin A , desenată punctat. Dacă A nu este prea departe de G , cîmpul gravitațional din interiorul sferei va fi moderat ca mărime și mișcarea lui A poate fi calculată cu regulile mecanicii newtoniene.

interiorul sferei pentru a calcula viteza de fugă, viteza limită de la care o galaxie de la suprafață ar putea să scape la infinit. Rezultă că această viteză de fugă este proporțională cu raza sferei — cu cît este mai masivă sfera, cu atît trebuie să se miște mai repede galaxia ca să poată scăpa forței de gravitație.

Dar legea lui Hubble ne spune că viteza unei galaxii de pe suprafața sferei este de asemenea proporțională cu raza sferei, adică tocmai cu distanța pînă la galaxie. Deci, deși viteza de fugă depinde de rază, raportul actual dintre viteza galaxiei și viteza ei de fugă nu depinde de mărimea sferei; ea este aceeași pentru toate galaxiile și rămîne aceeași orice galaxie am lua ca centru al sferei. În funcție de valoarea constantei lui Hubble și de densitatea cosmică, *fiecare* galaxie

care se deplasează conform legii lui Hubble ori va depăși viteza de fugă și se va deplasa la infinit, ori nu va reuși să depășească această viteză și va cădea înapoi, către noi, cîndva în viitor. Densitatea critică este chiar acea valoare a densității cosmice la care viteza de fugă a fiecărei galaxii este exact egală cu viteza dată de legea lui Hubble. Densitatea critică poate să depindă numai de constanta lui Hubble și, într-adevăr, ea apare ca fiind proporțională cu pătratul constantei lui Hubble. (Vezi nota matematică 2, p. 182.)

Dependența detaliată a dimensiunii universului (adică a distanței dintre două galaxii tipice) față de timp poate fi obținută folosind argumente asemănătoare, dar rezultatele sînt destul de complicate. (Vezi fig. 4.) Cu toate acestea, există un rezultat simplu, foarte important pentru noi în cele ce urmează. În cea mai veche eră a uni-

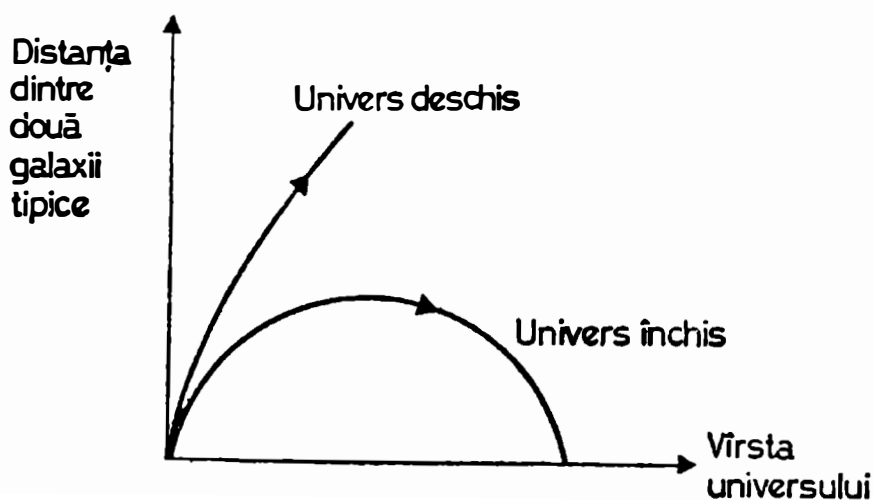


Fig. 4. *Expansiunea și contracția universului.* Distanța ce separă două galaxii tipice este reprezentată (în unități arbitrare) ca funcție de timp, pentru două modele cosmologice posibile. În cazul „universului deschis”, universul este infinit; densitatea este mai mică decît densitatea critică; expansiunea, deși încetinindu-se, va continua pentru totdeauna. În cazul „universului închis”, universul este finit; densitatea este mai mare decît densitatea critică, iar expansiunea va înceta în cele din urmă și va fi urmată de o contracție. Aceste curbe sînt calculate folosind ecuațiile de cîmp ale lui Einstein fără constantă cosmologică, pentru un univers dominat de materie.

versului, dimensiunea lui varia ca o putere a timpului: la puterea două treimi, dacă densitatea radiației ar putea fi neglijată, ori la puterea o doime, dacă densitatea radiației o depășea pe cea a materiei. (Vezi nota matematică 3, p. 183.) Un aspect al modelelor cosmologice ale lui Friedmann, care nu poate fi înțeles fără relativitatea generalizată, este relația dintre densitate și geometrie — universul este deschis și infinit sau închis și finit după cum viteza galaxiilor este mai mare ori mai mică decât viteza de fugă.

O cale de a afla în ce situație se găsește universul din acest punct de vedere este aceea de a măsura rata încetinerii deplasării galaxiilor. Dacă decelerarea este mai mică (ori mai mare) decât o anumită valoare, atunci viteza de fugă este (sau nu este) depășită. În practică, aceasta înseamnă că trebuie măsurată curbura graficului abaterii spre roșu în funcție de distanță pentru galaxiile foarte depărtate. (Vezi fig. 5.) Pe măsură ce se trece de la un univers mai dens, finit, la un univers mai puțin dens, infinit, curba deplasărilor spre roșu în funcție de distanță se aplatizează la distanțe foarte mari. Studiul formeii curbei deplasare spre roșu-distanță la distanțe mari este deseori numit „programul lui Hubble“.

Un efort imens a fost investit în acest program de către Hubble, Sandage și, mai recent, de către alții. Până acum rezultatele au fost destul de neconcludente. Este dificilă estimarea distanțelor la galaxiile depărtate, întrucât este imposibil să se distingă variabilele Cefeide sau cele mai strălucitoare stele pentru a fi folosite ca indicatori ai distanței; distanțele lor trebuie să le estimăm din strălucirea aparentă a galaxiilor întregi. Dar de unde să știm dacă galaxiile studiate au toate aceeași luminozitate absolută? (Vom reaminti că luminozitatea aparentă este puterea radiației recepționată pe unitatea de arie a telescopului, în timp ce luminozitatea absolută este puterea totală emisă în toate direcțiile de obiectul astronomic; luminozitatea aparentă este proporțională cu luminozitatea absolută și invers pro-

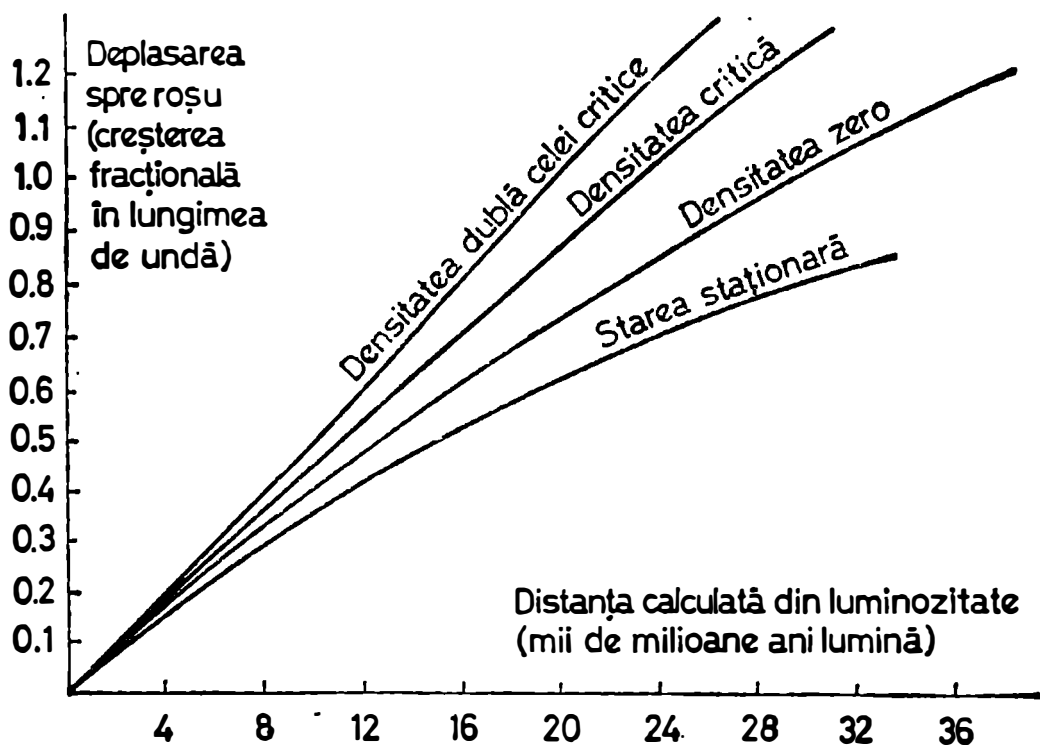


Fig. 5. *Deplasarea spre roșu în funcție de distanță.* Deplasarea spre roșu este reprezentată aici ca funcție de distanță, pentru patru teorii cosmogonice posibile. (Pentru precizie, „distanța” înfățișată aici este aceea dedusă din luminozitatea aparentă a obiectelor a căror luminozitate absolută sau intrinsecă este cunoscută.) Curbele notate cu „densitate dublă”, „densitate critică” și „densitate zero” sînt calculate în modelul lui Friedmann, folosind ecuațiile de câmp ale lui Einstein, pentru un univers dominat de materie, fără constantă cosmologică; ele corespund respectiv unui univers care este închis, aproape deschis ori deschis. (Vezi fig. 4.) Curba marcată „stare staționară” se aplică oricărei teorii în care aspectul universului nu se schimbă în timp. Observațiile curente nu sînt în concordanță cu curba „stării staționare”, dar nu pot decide în favoarea vreuneia dintre celelalte posibilități, întrucît în teoriile nestacionare evoluția galactică face determinarea distanțelor foarte problematică. Toate curbele sînt desenate folosind pentru constanta lui Hubble valoarea de 15 km/s pe un milion de ani-lumină (corespunzătoare unui timp caracteristic de expansiune de 20 000 de milioane de ani), dar curbele pot fi folosite pentru orice altă valoare a constantei lui Hubble prin simpla schimbare a scalei distanțelor.

portională cu pătratul distanței.) Există pericole cauzate de efectul selecției — pe măsură ce privim tot mai departe, avem tendința să alegem spre observare galaxii cu o luminozitate absolută

tot mai mare. O problemă și mai grea este evoluția galactică. Atunci când privim la galaxii foarte depărtate, noi le vedem așa cum au fost ele cu mii de milioane de ani în urmă, când razele lor de lumină abia își începeau călătoria spre noi. Dacă galaxiile tipice erau atunci mai strălucitoare decât acum, vom subestima distanțele lor adevărate. Este posibil, așa cum au arătat recent J.P. Ostriker și S.D. Tremaine de la Princeton, ca galaxiile mai mari să evolueze nu numai din cauză că stelele lor evoluează individual, dar și din cauză că cele dinții își înghit vecinii — galaxiile mai mici! Va mai trece încă mult timp până să fim siguri că am dobândit o înțelegere cantitativă adecvată a acestor tipuri diferite de evoluție galactică.

În prezent, cea mai sigură concluzie ce se poate desprinde din programul lui Hubble este că decelerarea galaxiilor depărtate pare destul de mică. Aceasta ar însemna că ele se mișcă mai repede decât viteza de fugă, astfel încît universul este deschis și se va extinde mereu. Aceasta se potrivește bine cu estimațiile densității cosmice; materia vizibilă din galaxii pare să constituie nu mai mult decât cîteva procente din densitatea critică. Cu toate acestea, și aici există incertitudini³. Estimațiile făcute asupra maselor galactice au crescut în ultimii ani. De asemenea, așa cum au sugerat George Field de la Harvard și alții, ar putea exista între galaxii hidrogen ionizat gazos care ar face critică densitatea cosmică a materiei fără ca gazul să poată fi detectat.

Din fericire, nu este nevoie să decidem cu precizie ce geometrie pe scară largă are universul pentru a trage concluzii cu privire la începutul său. Motivul îl constituie faptul că universul are un fel de orizont și că acest orizont se îngustează rapid, pe măsură ce privim spre început.

Nici un semnal nu poate călători mai repede decât viteza luminii, așa că nu putem fi afectați în orice moment decât de evenimentele suficient

³ Vezi comentariul nr. 2. — *Nota trad.*

de apropiate pentru ca o rază de lumină să aibă timpul să ne ajungă de la începutul universului. Orice eveniment petrecut dincolo de această distanță n-a putut avea efecte asupra noastră — el se află dincolo de orizont. Dacă universul are vechimea de 10 000 milioane de ani, orizontul se află la o distanță de 10 000 milioane de ani-lumină. Dar când universul avea o vîrstă de numai cîteva minute, orizontul era la o distanță de numai cîteva minute-lumină — mai mică decît distanța actuală dintre pămînt și soare. Nu-i mai puțin adevărat că întregul univers era atunci mai mic, în sensul convenit că distanța dintre orice pereche de obiecte era mai mică decît acum. Cu toate acestea, privind spre început, distanța pînă la orizont se îngustează mai repede decît dimensiunea universului. Dimensiunea universului este proporțională cu timpul la puterea o doime sau două treimi (vezi nota matematică 3, p. 183), pe cînd distanța pînă la orizont este direct proporțională cu timpul, astfel încît pentru momente din ce în ce mai „vechi“ orizontul închide porțiuni tot mai mici din univers. (Vezi fig. 6.)

Ca o consecință a acestei închideri a orizonturilor în universul timpuriu, curbura universului ca întreg joacă un rol din ce în ce mai puțin important, pe măsură ce privim înapoi, la timpuri tot mai îndepărtate. Astfel, chiar dacă teoriile cosmologice și observațiile astronomice actuale nu au revelat încă extinderea ori viitorul universului, ele oferă o imagine destul de clară a trecutului său.

Observațiile astronomice prezentate în acest capitol ne-au înfățișat un tablou al universului a cărui simplitate concură cu măreția. Universul se dilată uniform și izotrop, și același curs al mișcării este văzut de toți observatorii din toate galaxiile și în toate direcțiile.

Pe măsură ce universul se dilată, lungimile de undă ale razelor de lumină se lărgesc proporțional cu distanța dintre galaxii. Expansiunea galaxiilor nu este considerată ca fiind cauzată de vreun

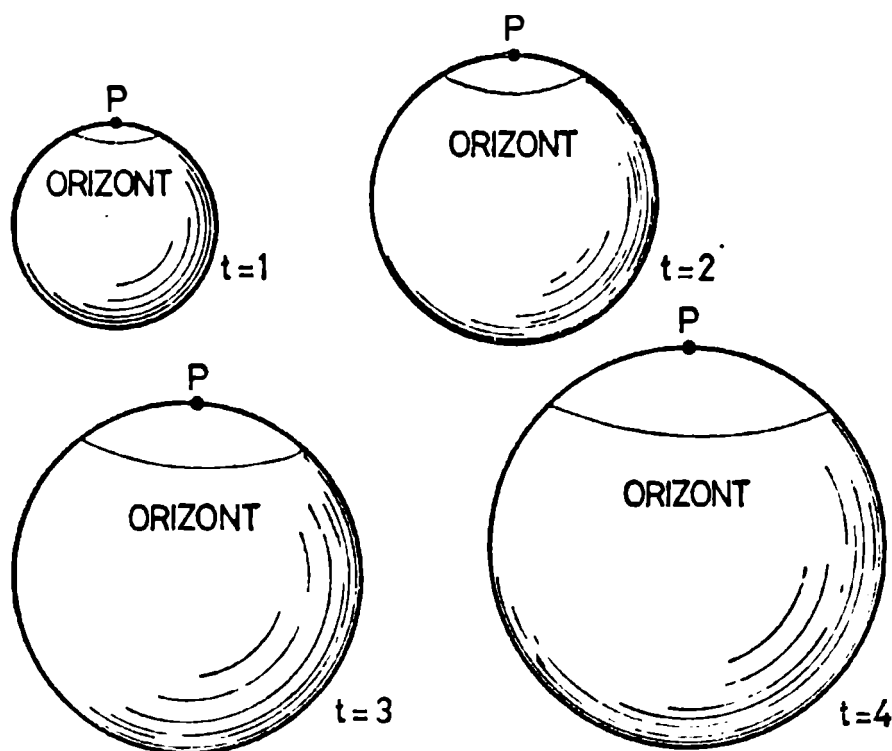


Fig. 6. *Orizonturile într-un univers în expansiune.* Universul este simbolizat aici ca o sferă, în patru momente separate prin intervale de timp egale. „Orizontul” unui punct dat P este distanța de dincolo de care semnalele luminoase care vin nu au timpul să atingă punctul P. Partea de univers din interiorul orizontului este marcată nehașurat pe sferă. Distanța de la P la orizont crește direct proporțional cu timpul. Pe de altă parte, „raza” universului crește cu rădăcina pătrată a timpului, în mod corespunzător cazului universului dominat de radiație. În consecință, la timpii anteriori din ce în ce mai depărtați, orizontul cuprinde o proporție tot mai mică din univers.

fel de respingere cosmică, ci este efectul vitezelor imprimate de o explozie din trecut. Aceste viteze scad gradual sub influența gravitației; dar această încetinire pare destul de lentă, sugerînd că densitatea materiei în univers este mică și că, prin urmare, cîmpul gravitațional este prea slab ca să facă universul spațial finit sau, în cele din urmă, să inverseze mișcarea spre contracție. Calcululele ne ajută să extrapolăm expansiunea universului înapoi în timp și să conchidem că expansiunea a trebuit să înceapă în urmă cu un timp situat între 10 000 și 20 000 de milioane de ani.

III

FONDUL DE RADIAȚIE COSMICĂ DIN DOMENIUL MICROUNDELOR

Astronomii din trecut ar fi foarte obișnuiți cu tabloul înfățișat în capitolul precedent. Pînă și cadrul le-ar fi familiar: telescoape mari, situate pe vîrfurile munților din California sau Peru, explorînd cerul nocturn, ori observatorul care, cu ochiul liber, în turnul său, „ieșea adesea să privească Ursa Mare”¹. Așa cum am menționat în prefață, cele expuse în cap. al II-lea alcătuiesc o istorie povestită de multe ori înaintea acestei cărți și adesea cu mai multe detalii decît aici.

Acum ne vom ocupa însă de un alt fel de astronomie, despre care nu s-ar fi putut vorbi cu zece ani în urmă. Vom avea de-a face nu cu observarea luminii emise în ultimele cîteva sute de milioane de ani de galaxii mai mult sau mai puțin asemănătoare cu galaxia noastră, ci cu studiul unui fond difuz de radiunde rămase aproape de la începutul universului. Și cadrul se mută pe acoperișurile laboratoarelor de fizică din universități, în baloanele sau rachetele care zboară deasupra atmosferei terestre și pe cîmpiile din nordul statului New Jersey.

În 1964, laboratoarele societății Bell Telephone dispuneau de o antenă de radio mai puțin obișnuită la Holmdel, în New Jersey, pe înălțimea Crawford Hill. Antena fusese construită pentru telecomunicații prin intermediul satelitului *Echo*, dar caracteristicile sale (era un reflector în formă

¹ Aluzie la poemul „Il Penseroso” al poetului englez John Milton. — *Nota trad.*

de corn de vînătoare de 20 picioare², cu zgomot foarte scăzut) o făceau foarte promițătoare pentru radioastronomie.

Doi radioastronomi, Arno A. Penzias și Robert W. Wilson, au hotărît să folosească antena pentru a măsura intensitatea undelor radio emise de galaxia noastră la latitudini galactice mari, adică în afara planului Căii Lactee.

Acest gen de măsurători este foarte dificil. Undele radio de la galaxia noastră, ca și de la majoritatea surselor astronomice sînt cel mai bine descrise ca un fel de „zgomot“, foarte asemănător „paraziților“ care se aud la un aparat de radio în timpul unei furtuni. Acest zgomot radio este greu de deosebit de zgomotul electric natural produs de mișcarea haotică a electronilor în structura antenei și în circuitele de amplificare, ori de zgomotul radio recepționat de antenă din atmosfera pămîntului. Problema nu este atît de dificilă atunci cînd se studiază o sursă relativ „mică“ de zgomot radio, ca, de exemplu, o stea sau o galaxie îndepărtate. În aceste cazuri se poate deplasa antena înapoi și înainte, între sursă și cerul gol învecinat. În acest fel, orice zgomot parazit din structura antenei, din circuitele de amplificare sau din atmosfera pămîntului va fi aproape același și în cazul în care antena este ațintită spre sursă, ca și în cazul în care este îndreptată spre cerul învecinat sursei, astfel încît cele două semnale se vor anihila. Dar Penzias și Wilson intenționau să măsoare zgomotul radio provenind de la propria noastră galaxie — de fapt, de la cerul însuși. Era, prin urmare, de o importanță crucială identificarea oricărui zgomot electric care ar fi putut fi produs în sistemul lor de recepție.

Testările prealabile ale acestui sistem au pus în evidență mai mult zgomot decît se aștepta, dar discrepanța părea să se datoreze unui ușor exces de zgomot electric în circuitele de amplificare. Pentru a elimina astfel de dificultăți, Pen-

² Adică de 3,10 m. — *Nota trad.*

zias și Wilson au folosit o instalație denumită „sarcină rece“. Puterea venind de la antenă era comparată cu puterea produsă de o sursă artificială răcită cu heliu lichid, aflată la circa patru grade deasupra lui zero absolut. Zgomotul electric în circuitele de amplificare ar fi aceleași în ambele cazuri și, prin urmare, s-ar anula prin comparare, permițând o măsurare directă a puterii venite de la antenă. Puterea antenei, măsurată în acest fel, ar proveni numai din contribuții de la structura antenei, de la atmosfera terestră și de la sursele astronomice de unde radio.

Penzias și Wilson se așteptau ca structura antenei să producă foarte puțin zgomot electric. Cu toate acestea, pentru a-și verifica această asumție, ei și-au început observațiile cu lungimi de undă relativ scurte, de 7,35 cm, pentru care zgomotul radio de la galaxia noastră ar trebui să fie neglijabil. Atmosfera pământului emite în mod natural zgomot radio, în spectrul căruia se află și această lungime de undă. Zgomotul atmosferic are însă o dependență caracteristică față de direcția de orientare a antenei, și anume este proporțional cu grosimea atmosferei în lungul acestei direcții (mai mică — spre zenit, mai mare — spre orizont). Scăzînd din semnalul de la antenă un termen atmosferic avînd caracteristicile de mai sus, ne așteptăm să nu mai obținem nici un zgomot. Dacă ar fi într-adevăr așa, s-ar confirma faptul că structura antenei produce un zgomot electric cu totul neglijabil. În acest caz, cei doi astronomi ar fi putut trece la studiul galaxiei însăși, la lungimi de undă mai mari, în jurul a 21 cm, pentru care zgomotul radio al galaxiei era presupus ca fiind apreciabil.

(Printr-un concurs de împrejurări, undele radio cu lungimea de undă de 7,35 cm sau de 21 cm și pînă la 1 m sînt denumite „radiație de micro-unde“. Aceasta, întrucît lungimile menționate sînt mai mici decît cele din benzile de ultrafrecvențe folosite de radaruri la începutul celui de-al doilea război mondial.)

Spre surprinderea lor, Penzias și Wilson au constatat, în primăvara anului 1964, că antena recepționează o cantitate sesizabilă de zgomot în domeniul microundelor de 7,35 cm, independent de direcție. Ei au descoperit că acești „paraziți” nu variază cu timpul de-a lungul zilei și, pe măsură ce trecea anul, nici cu anotimpul. Zgomotul nu părea să vină de la galaxia noastră. Dacă ar fi venit totuși din Calea Lactee, atunci marea galaxie M31 din Andromeda, care, în cele mai multe privințe, este asemănătoare cu propria noastră galaxie, ar radia și ea puternic la 7,35 cm și acest zgomot de microunde ar fi fost deja descoperit. Mai mult decât orice, lipsa oricărei variații a zgomotului observat de microunde în raport cu direcția indica ferm că aceste unde, dacă există, nu vin de la Calea Lactee, ci dintr-un volum mult mai mare al universului.

În mod evident, era necesar să se verifice dacă antena însăși nu era o sursă posibilă de zgomot electric de o intensitate mai mare decât se aștepta. Se știa că o pereche de porumbei își găsisese adăpost în cavitatea antenei. Porumbeii au fost prinși și trimiși prin poștă la sediul din Whippany al laboratoarelor Bell; eliberați, au fost găsiți din nou, după câteva zile, în antena de la Holmdel. Au fost din nou prinși și, în sfârșit, descurajați prin mijloace decisive. Cu toate acestea, cât timp au stat în antenă, porumbeii au captușit-o cu ceea ce Penzias denumește cu delicatețe „un material dielectric de culoare albă”, iar acest material, la temperatura camerei, putea fi o sursă de zgomot electric. La începutul anului 1965, gitul antenei a putut fi demontat și curățată murdăria, dar această acțiune, ca și alte eforturi, n-a făcut să scadă nivelul zgomotului observat decât în mică măsură. Misterul persista: de unde venea acest zgomot de microunde?

Datele numerice de care dispuneau Penzias și Wilson se refereau, între altele, și la intensitatea zgomotului radio pe care îl observaseră. Pentru a descrie această intensitate, ei s-au folosit de limbajul uzual al inginerilor radiofoniști, care,

În acest caz, s-a dovedit deosebit de edificator. Orice fel de corp aflat la orice temperatură deasupra lui zero absolut va emite totdeauna un zgomot radio, produs de mișcările termice ale electronilor din interiorul corpului. În interiorul unei cutii cu pereți opaci, intensitatea zgomotului radio la orice lungime de undă dată depinde numai de temperatura pereților, și anume cu cât este mai înaltă temperatura, cu atât mai intens este zgomotul. Atunci, este posibil să se descrie intensitatea zgomotului radio observat la o lungime de undă dată în termenii unei „temperaturi echivalente” — temperatura pereților unei cutii în care zgomotul radio va avea intensitatea constatată. Desigur, un radiotelescop nu este un termometru, ci măsoară puterea undelor radio, înregistrînd curenții slabi pe care undele îi induc în structurile antenei. Cînd un radioastronom afirmă că observă un zgomot radio de o anume temperatură echivalentă, el spune de fapt că aceasta ar fi temperatura unei cutii opace în care ar trebui plasată antena pentru a recepționa zgomotul de intensitatea înregistrată. Întrebarea dacă antena este sau nu o astfel de cutie constituie, desigur, o altă problemă.

(Pentru a anticipa obiecțiile experților, voi menționa că inginerii descriu adesea intensitatea zgomotului radio în termenii așa numitei temperaturi a antenei, ceea ce este oarecum diferit față de „temperatura echivalentă” descrisă mai sus. Pentru lungimile de undă și intensitățile observate de Penzias și Wilson, cele două definiții sînt de fapt identice).

Penzias și Wilson au determinat temperatura echivalentă a zgomotului radio pe care-l recepționau ca fiind de circa 3,5 grade deasupra lui zero absolut (sau, mai precis, între 2,5 și 4,5 grade deasupra lui zero absolut). Temperatura măsurată în grade centigrade, dar pornind de la zero absolut, și nu de la punctul de topire al gheții, se numește temperatură absolută și este dată în „grade Kelvin”. Astfel, zgomotul radio observat de Penzias și Wilson putea fi descris ca avînd o

„temperatură echivalentă“ de 3,5 grade Kelvin sau, mai scurt, 3,5° K. Aceasta era mult mai mare decât se aştepta, dar încă destul de mică în termeni absoluţi, ceea ce i-a determinat pe Penzias şi Wilson să mediteze un timp asupra rezultatului lor, înainte de a-l publica. Desigur, n-a fost imediat evident că acesta era cel mai important progres în cosmologie de la descoperirea deplasării spre roşu.

Semnificaţia misteriosului zgomot de micro-unde a început curînd să se contureze prin activitatea „colegiului invizibil“ al astrofizicienilor. Penzias a telefonat din întîmplare unui coleg radioastronom, Bernard Burke de la M.I.T.³, în alte probleme. Burke tocmai auzise de la un alt coleg, Ken Turner de la Institutul Carnegie, despre o conferinţă la care acesta asistasese la John Hopkins⁴, expusă de un tînăr teoretician de la Princeton, P.J.E. Peebles. În această conferinţă Peebles pleda pentru existenţa unui fond de zgomot radio rămas încă din universul timpuriu şi aflat în prezent la o temperatură echivalentă de circa 10° K. Burke ştia în acel moment că Penzias măsura temperaturile zgomotului radio cu antena în formă de corn de la laboratoarele Bell, aşa încît a profitat de convorbirea telefonică avută cu el ca să întrebe cum mergeau experimentele. Penzias a răspuns că măsurătorile mergeau bine, dar că nu înţelegea ceva în legătură cu rezultatele. Burke i-a sugerat lui Penzias că fizicienii de la Princeton ar putea avea cîteva idei interesante în legătură cu ceea ce recepţiona antena de la Holmdel.

În conferinţa ținută, ca şi în „preprint“-ul⁵ scris în martie 1965, Peebles a luat în considerare radiaţia care ar fi fost prezentă în universul timpuriu. Termenul de „radiaţie“ este, desigur, un termen foarte general, cuprinzînd undele

³ Institutul tehnologic din Massachusetts. — *Nota trad.*

⁴ Universitatea John Hopkins din Baltimore. — *Nota trad.*

⁵ Tipărirea rapidă a lucrărilor în tiraj redus, mai înainte ca ele să fie publicate în reviste. — *Nota trad.*

electromagnetice de toate lungimile — nu numai undele radio, ci și lumina infraroșie, vizibilă, ultravioletă, razele X și radiațiile de foarte mică lungime de undă denumite raze gama. (Vezi tabelul, p. 170). Aici nu există distincții nete; odată cu schimbarea lungimii de undă, un tip de radiație trece treptat într-altul. Peebles a remarcat că dacă n-ar fi existat un fond intens de radiație în primele câteva minute ale universului, reacțiile nucleare ar fi acționat atât de rapid, încît o mare proporție din hidrogenul prezent atunci ar fi fost „pregătit” și transformat în elemente mai grele, ceea ce vine în contradicție cu faptul că hidrogenul constituie aproape trei sferturi din universul actual. Această transformare nucleară rapidă ar fi putut fi împiedicată numai dacă universul ar fi fost saturat cu radiație din domeniul undelor foarte scurte, avînd o enormă temperatură echivalentă, care să fi spulberat nucleeele, de îndată ce ele s-ar fi putut forma.

Vom vedea că această radiație a supraviețuit expansiunii ulterioare a universului, dar că temperatura sa echivalentă continuă să scadă pe măsură ce universul se dilată, depinzînd invers proporțional de dimensiunea universului. (După cum vom vedea, acesta este, în fond, un efect al deplasării spre roșu discutate în cap. al II-lea.) Rezultă că universul actual trebuie să fie de asemenea saturat cu radiație, dar aceasta are o temperatură echivalentă mult mai mică decît în primele câteva minute. Estimația lui Peebles era că, pentru a menține producția de heliu și de elemente mai grele din primele câteva minute în limitele cunoscute, fondul de radiație trebuia să fie atât de intens, încît temperatura sa de astăzi să fi ajuns la cel puțin 10°K .

Cifra de 10°K era oarecum o supraestimare, și acest calcul a fost repede înlocuit cu noi calcule mai elaborate și mai precise ale lui Peebles și ale altora, prezentate în cap. al V-lea. Preprint-ul lui Peebles n-a fost, de fapt, publicat niciodată în forma lui inițială. Totuși, concluzia la care ajunsese el era, în esență, corectă: din abundența

constatată a hidrogenului putem deduce că, în primele sale câteva minute, universul era plin cu o cantitate enormă de radiație care a putut împiedica formarea unei părți prea mari de elemente mai grele. De atunci, expansiunea universului ar fi coborât temperatura echivalentă a radiației pînă la câteva grade Kelvin, astfel încît ea ar apare acum ca un fond de zgomot radio, venind în mod egal din toate direcțiile. Aceasta se impunea imediat ca o explicație naturală a descoperirii lui Penzias și Wilson⁶. Astfel, într-un anume sens, antena de la Holmdel se afla de fapt într-o cutie — cutia fiind chiar universul întreg. Cu toate acestea, temperatura echivalentă înregistrată de antenă nu este temperatura universului actual, ci mai degrabă temperatura pe care a avut-o universul cu mult timp în urmă, scăzută în proporție cu expansiunea enormă pe care universul a suferit-o de-atunci.

Lucrarea lui Peebles era doar ultima dintr-o serie lungă de speculații cosmologice asemănătoare. La sfîrșitul anilor '40 o teorie de tip „big Bang“ cu privire la nucleosinteză a fost elaborată de George Gamow și de colaboratorii săi Ralph Alpher și Robert Herman și a fost folosită în 1948 de Alpher și Herman pentru a prezice un fond de radiație avînd în prezent temperatura de circa 5° K. Calcule similare au fost efectuate în 1964 de Ya. B. Zeldovici în U.R.S.S. și, independent, de Fred Hoyle și R.J. Tayler în Anglia. Lucrările mai vechi nu erau la început cunoscute grupurilor de la laboratoarele Bell și de la Princeton și ele nu au avut influență asupra descoperirii efective a fondului de radiație, astfel încît putem aștepta pînă la cap. al VI-lea pentru a intra în detalii. Tot în cap. al VI-lea vom examina o încurcată problemă din istoria științei: de ce nici una dintre aceste lucrări teoretice de pionierat n-a generat cercetări pentru căutarea fondului cosmic de microunde.

⁶ Pentru această descoperire, cei doi fizicieni au primit, în 1976, Premiul Nobel. — *Nota trad.*

Calcululele lui Peebles din 1965 au fost provocate de ideile unui fizician experimentator de la Princeton, Robert H. Dicke. (Printre alte lucrări, Dicke a inventat câteva dintre tehnicile-cheie din domeniul microundelor, folosite de radioastronomi.) Cândva, prin 1964, Dicke a început să se întrebe dacă o anumită radiație, observabilă și astăzi, n-a rămas din stadiul timpuriu, fierbinte și dens al istoriei cosmice. Speculațiile lui Dicke se bazează pe o teorie „oscilatorie” a universului, la care ne vom întoarce în ultimul capitol al acestei cărți. Evident, el nu se aștepta ca această radiație să aibă o temperatură definită, dar a reușit să înțeleagă lucrul esențial, acela că exista ceva care merita să fie căutat. Dicke le-a sugerat lui P.G. Roll și D.T. Wilkinson să pornească în căutarea fondului de radiație de microunde, iar ei au început construcția unei mici antene cu zgomot redus, instalată pe acoperișul laboratorului de fizică Palmer de la Princeton. (În acest scop, nu este necesar să se folosească un telescop mare, întrucât radiația vine din toate direcțiile, deci nu se câștigă nimic prin focalizarea mai strânsă a fascicolului.)

Înainte ca Dicke, Roll și Wilkinson să-și fi completat măsurătorile, Dicke a primit un telefon de la Penzias, care tocmai auzise de la Burke despre lucrarea lui Peebles. Ei au decis să publice împreună două scrisori în revista *Astrophysical Journal* în care Penzias și Wilson să anunțe rezultatele observațiilor lor, iar Dicke, Peebles, Roll și Wilkinson să le dea o interpretare cosmologică. Penzias și Wilson, încă foarte precauți, au dat lucrării lor modestul titlu „Măsurarea temperaturii de exces a antenei la 4080 de Mc/s.” (Frecvența la care antena a fost acordată a fost de 4080 de megacicli pe secundă sau 4080 de milioane de cicli pe secundă, corespunzând lungimii de undă de 7,35 cm.) Ei anunțau simplu că: „Măsurătorile temperaturii efective a zgomotului zenital... au dat o valoare cu circa $3,5^{\circ}$ K mai mare decât cea așteptată” și evitau orice mențiune despre cosmologie, exceptînd remarca: „O posi-

bilă explicație pentru surplusul de temperatură al zgomotului este aceea oferită de Dicke, Peebles, Roll și Wilkinson în scrisoarea lor publicată și ea în numărul de față“.

Să fi rămas într-adevăr, radiația de micro-unde descoperită de Penzias și Wilson de la începutul universului? Înainte de a continua cu expunerea experimentelor care s-au efectuat, începînd cu 1965, pentru a rezolva această problemă, va fi necesar să ne întrebăm la ce ne putem aștepta din punct de vedere teoretic: Care sînt proprietățile generale ale radiației care *ar trebui* să umple universul, dacă ideile cosmologice curente sînt juste? Această întrebare ne obligă să examinăm ce se întîmplă cu radiația în timpul dilatării universului, dar nu numai în perioada nucleosintezei, de la sfîrșitul primelor trei minute, ci în toate epocile care s-au succedat de atunci.

Va fi foarte util să renunțăm la descrierea clasică a radiației așa cum am făcut-o pînă acum, în termeni de unde electromagnetice, și să adoptăm punctul de vedere mai modern, cel „cuantic“, conform căruia radiația constă din particule numite *fotoni*. O undă obișnuită de lumină conține un număr uriaș de fotoni care călătoresc împreună, dar, dacă măsurăm foarte precis energia purtată de trenul de unde, vom găsi că aceasta este totdeauna un multiplu al unei cantități bine definite, pe care o identificăm cu energia unui singur foton. După cum vom vedea, energiile fotonilor sînt, în general, destul de mici, astfel încît, pentru cele mai multe scopuri practice, reiese că o undă electromagnetică n-are deloc energie. Cu toate acestea, interacția radiației cu atomii sau cu nucleele atomice are loc de obicei cu un foton individual la momentul dat, iar în studierea unor astfel de procese este mai nimerit să se folosească o descriere a luminii cu ajutorul fotonilor decît una ondulatorie. Fotonii au masă nulă și sarcină nulă, dar, cu toate acestea, sînt entități reale — fiecare dintre ei purtînd energie și impuls bine definite și avînd chiar o anumită

rotație (numită spin) în jurul direcției sale de mișcare.

Ce i se întâmplă unui foton individual atunci când călătorește prin univers? Nu prea multe, cât timp este vorba de universul actual. Lumina de la obiectele aflate la o depărtare de circa 10 000 de milioane de ani-lumină pare să ajungă foarte bine pînă la noi. Orice fel de materie ar fi prezentă în spațiul intergalactic, aceasta trebuie să fie suficient de transparentă, astfel încît fotonii să poată călători pe durata unei fracțiuni apreciable din vîrsta universului fără a fi difuzați ori absorbiți.

Totuși, abaterile spre roșu ale galaxiilor depărtate ne spun că universul se dilată, ceea ce înseamnă că conținutul său a fost cîndva mult mai comprimat decît astăzi. Temperatura unui fluid crește, în general, cînd fluidul este comprimat, așa că putem totodată deduce că materia din univers a fost în trecut mult mai fierbinte. Presupunem, de fapt, că a existat o epocă, situată, după cum vom vedea, în primii 700 000 de ani ai universului, cînd conținutul acestuia era atît de fierbinte și de dens, încît nu se îngămădise încă în stele și galaxii și cînd atomii înșiși erau desfăcuți în nucleele și electronii lor constituenți.

În aceste condiții nefavorabile, un foton n-ar fi putut călători nestingherit pe distanțe imense, așa cum se-ntîmplă în universul de astăzi. În perioada amintită, fotonul ar fi găsit pe traiectoria sa un număr imens de electroni liberi care l-ar fi putut ciocni ori absorbi cu eficiență. Dacă fotonul se ciocnește de un electron, el poate pierde în favoarea electronului sau poate cîștiga de la acesta puțină energie, după cum fotonul are inițial energia mai mare sau mai mică decît electronul. „Timpul liber mijlociu“ în care fotonul poate călători înainte de a fi absorbit sau de a-și schimba apreciabil energia ar fi fost foarte scurt, mult mai scurt decît timpul caracteristic de expansiune al universului. Timpul liber mijlociu corespunzător pentru alte particule, ca electronii

și nucleele atomice, ar fi fost chiar și mai scurt. Astfel, deși într-o anumită accepțiune, dilatarea universului era la început foarte rapidă, pentru un foton, sau un electron, sau un nucleu, expansiunea dura mult timp, destul de mult pentru ca fiecare particulă să fie ciocnită, absorbită sau reemisă de multe ori pe durata dilatării universului.

Ne așteptăm ca orice sistem de acest tip, în care particulele individuale au suficient timp pentru mai multe interacții, să ajungă într-o stare de echilibru. Numărul de particule cu proprietăți ca poziția, energia, viteza, spinul ș.a. cuprinse într-un anumit interval de valori trebuie să se stabilizeze în așa fel încât, în fiecare secundă, numărul de particule scoase din acest interval să egaleze numărul de particule intrate în acest interval. Astfel, proprietățile unui atare sistem nu vor fi determinate de nici una dintre condițiile inițiale, ci mai ales de cerința ca echilibrul să se mențină. Desigur, „echilibru“ nu înseamnă aici că particulele sînt înghețate; fiecare este ciocnită continuu de către vecinii săi. Echilibrul este mai degrabă statistic; el se referă la modul în care particulele sînt distribuite în poziție, energie etc., distribuția nemodificîndu-se sau modificîndu-se încet.

Acest tip de echilibru statistic este cunoscut de obicei sub numele de „echilibru termic“, întrucît este caracterizat totdeauna de o temperatură definită, care trebuie să fie uniformă în tot sistemul. Într-adevăr, riguros vorbind, temperatura nu poate fi definită precis decît într-o stare de echilibru termic. Ramura eficace și profundă a fizicii teoretice denumită „mecanică statistică“ oferă un arsenal matematic adecvat pentru calcularea proprietăților oricărui sistem aflat în echilibru termic.

Aproximația folosită în descrierea echilibrului termic se aseamănă oarecum cu modul în care acționează mecanismul prețurilor în economia de tip clasic. Dacă cererea depășește oferta, prețurile bunurilor vor crește, reducînd cererea

efectivă și încurajând creșterea producției. Dacă oferta depășește cererea, prețurile vor scădea, ducând la creșterea cererii efective și descurajând producția viitoare. În fiecare caz, oferta și cererea se vor apropia de egalizare. În același fel, dacă într-un anumit interval de valori ale energiei, vitezei etc. există prea multe sau prea puține particule, atunci proporția în care ele vor ieși din acest interval de valori va fi mai mare ori, respectiv, mai mică decât proporția în care vor intra în același interval, pînă cînd echilibrul este restabilit.

Desigur, mecanismul prețurilor nu acționează totdeauna exact în modul în care se presupune că o face în economia clasică, dar și aici analogia se menține — cele mai multe sisteme fizice din lumea reală sînt destul de departe de echilibrul termic. În centrul stelelor este un echilibru termic aproape perfect, astfel încît putem estima cu o anumită siguranță ce condiții sînt asemănătoare cu cele din stele, dar suprafața pămîntului nu este nicidecum în echilibru, iar noi nu putem fi siguri dacă mîine va ploua ori nu. Universul n-a fost niciodată într-un echilibru termic perfect, ba, mai mult, el se și dilată. Totuși, pe durata perioadei timpurii, cînd ratele de ciocnire și de absorbție ale particulelor individuale erau mult mai rapide decât rata expansiunii cosmice, universul ar putea fi privit ca evoluînd „lent“ de la o stare de echilibru termic aproape perfect la o altă stare de echilibru de același fel.

Este de o importanță crucială pentru argumentația acestei cărți faptul că universul a trecut printr-o stare de echilibru termic. Conform concluziilor mecanicii statistice, proprietățile oricărui sistem aflat în stare de echilibru termic sînt în întregime determinate din moment ce se specifică temperatura sistemului și densitatea cîtorva cantități care se conservă (despre care vom vorbi mai mult în capitolul următor). În acest fel, universul păstrează numai o amintire foarte limitată despre condițiile sale inițiale. Dacă dorim reconstituirea începutului însuși, lipsa de

memorie a universului constituie o pierdere, compensată însă prin posibilitatea de a deduce cursul evenimentelor de la început încoace, fără prea multe presupuneri arbitrare.

După cum am văzut, se presupune că radiația de microunde descoperită de Penzias și Wilson a rămas de pe timpul când universul se afla în stare de echilibru termic. Prin urmare, pentru a afla ce proprietăți poate avea fondul de radiație cosmic din domeniul microundelor trebuie să ne întrebăm care sînt însușirile generale ale radiației aflate în echilibru termic cu materia.

S-a întîmplat ca exact această întrebare să dea naștere, din punct de vedere istoric, teoriei cuantice și interpretării fotonice a radiației. Prin 1890, a devenit cunoscut faptul că proprietățile radiației aflate în stare de echilibru termic cu materia depind numai de temperatură. Pentru a preciza lucrurile, cantitatea de energie pe unitatea de volum de radiație, situată în orice interval dat de lungimi de undă, este dată de o formulă universală, în care apar doar lungimea de undă și temperatura. Aceeași formulă descrie și cantitatea de radiație dintr-o cutie cu pereți opaci, astfel încît un radioastronom poate folosi această formulă pentru a interpreta intensitatea zgomotului radio pe care-l observă în termenii unei „temperaturi echivalente”. În esență, aceeași formulă oferă și cantitatea de radiație emisă pe secundă și pe centimetru pătrat, la orice lungime de undă, de către orice suprafață total absorbantă. Radiația de acest fel este în general cunoscută sub numele de „radiație a corpului negru”. Deducem de aici că radiația corpului negru este caracterizată de o distribuție bine definită a energiei cu lungimea de undă, dată de o formulă universală depinzînd numai de temperatură. Cea mai fierbinte problemă cu care erau confrunțați fizicienii teoreticieni de prin 1890 era găsirea acestei formule.

Formula corectă pentru radiația corpului negru a fost găsită în ultimele săptămîni ale secolului al XIX-lea de Max Karl Ernst Ludwig Planck.

ENERGIA PE UNITATEA DE VOLUM PE INTERVALUL
DE LUNGIME EGAL CU UNITATEA, LA 3°K
(electron volți pe centimetru cub pe centimetru)

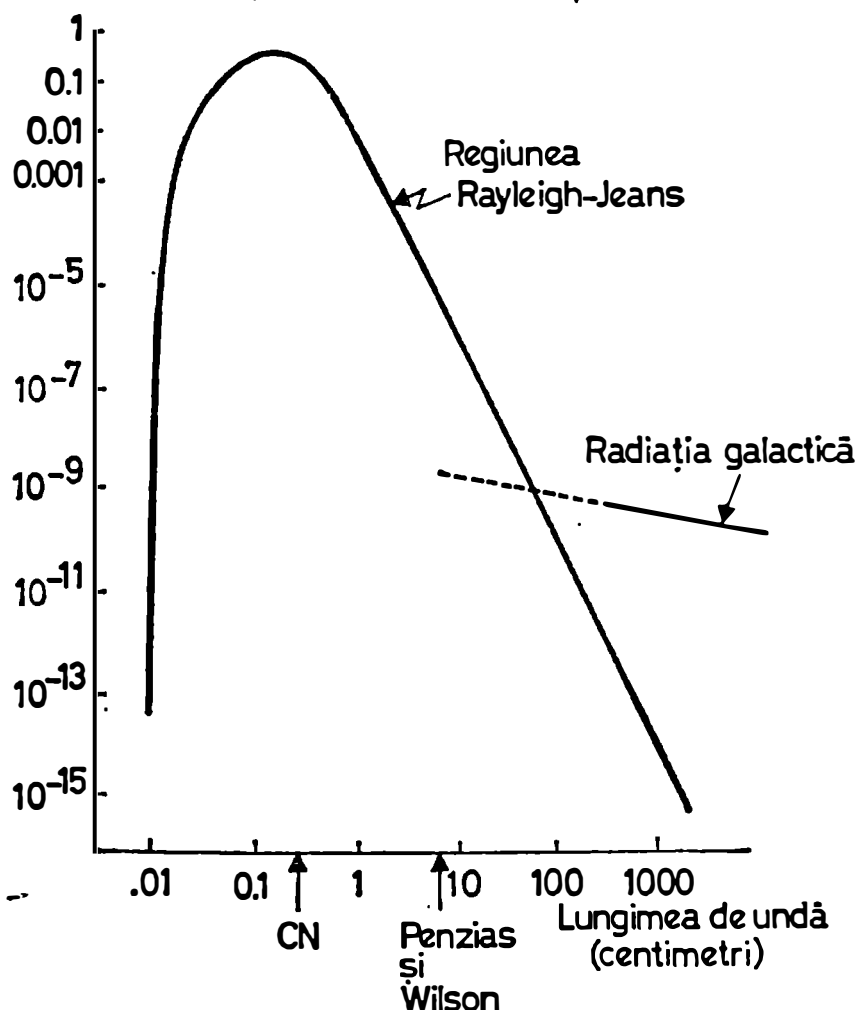


Fig. 7. *Distribuția Planck*. Densitatea de energie pe intervalul de o unitate de lungime de undă este reprezentată ca funcție de lungimea de undă, pentru radiația corpului negru cu temperatura de 3°K. (Pentru o temperatură care este mai mare decât 3°K cu un factor f , este necesar doar să se reducă lungimile de undă cu un factor $1/f$ și să se mărească densitățile cu un factor f^5). Partea liniară a curbei, la dreapta, este descrisă aproximativ de o distribuție mai simplă, „distribuția Rayleigh-Jeans”; o dreaptă cu această înclinare este caracteristică pentru o largă varietate de cazuri pe lângă radiația corpului negru. Căderea abruptă din stînga este datorată naturii cuantice a radiației și este un aspect specific al radiației corpului negru. Linia marcată cu „radiația galactică” indică intensitatea zgomotului radio provenit din galaxia noastră. (Săgețile indică lungimea de undă din măsurătorile inițiale ale lui Penzias și Wilson și lungimea de undă la care temperatura radiației poate fi dedusă din măsurătorile de absorbție pe primul nivel rotațional excitat al radicalilor CN interstelari).

Forma exactă a rezultatului lui Planck este prezentată în fig. 7, pentru cazul particular de 3°K , temperatura zgomotului cosmic de microunde. Formula lui Planck poate fi rezumată calitativ după cum urmează: într-o cutie plină cu radiație a corpului negru, energia, în orice interval de lungimi de undă, crește foarte abrupt odată cu creșterea lungimii de undă, atinge un maximum, după care scade din nou brusc. Această „distribuție Planck” este universală, independentă de natura materiei cu care interacționează radiația și depinde doar de temperatură. În accepția sa actuală, termenul „radiația corpului negru” desemnează orice radiație în care distribuția energiei în raport cu lungimea de undă se supune formulei lui Planck, indiferent dacă în realitate radiația a fost sau nu emisă de un corp negru. În acest fel, cel puțin de-a lungul primului milion de ani, când radiația și materia erau în echilibru termic, universul trebuie să fi fost plin cu radiația corpului negru cu temperatura egală cu aceea a conținutului material al universului.

Importanța calculelor lui Planck a depășit cu mult problema radiației corpului negru, întrucât el a introdus o nouă idee, aceea că energia se transmite în fragmente distincte, sau „cuante”. La început, Planck a considerat că numai energia în echilibru cu materia este cuantizată, dar Einstein a sugerat cîțiva ani mai tîrziu că radiația însăși este constituită din cuante, numite după un timp fotoni. Aceste progrese au dus în cele din urmă, în anii '20, la una dintre cele mai mari revoluții intelectuale din istoria științei, și anume la înlocuirea mecanicii clasice cu un limbaj în întregime nou, acela al mecanicii cuantice.

Nu vom putea merge prea departe cu mecanica cuantică în această carte. Totuși, dacă vom urmări, pornind de la reprezentarea fonică a radiației, modul de obținere a caracteristicilor generale ale distribuției Planck, mecanica cuantică ne va ajuta să înțelegem comportarea radiației într-un univers în expansiune.

Motivul pentru care densitatea de energie a radiației corpului negru scade pentru lungimi mari de undă este simplu: este greu să prinzi radiația într-un volum ale cărui dimensiuni sînt mai mici decît lungimea de undă. Atîta lucru se putea înțelege (și a și fost înțeles) fără teoria cuantică, doar pe baza vechii teorii ondulatorii a radiației.

Pe de altă parte, descreșterea densității de energie a radiației corpului negru pentru lungimi foarte mici de undă nu poate fi înțeleasă într-o descriere necuantică a radiației. O consecință foarte bine cunoscută a mecanicii statistice este faptul că, la orice temperatură dată, devine dificil să se producă vreun fel de particule, unde ori alte excitații ale căror energii să fie mai mari decît o anumită mărime definită, proporțională cu temperatura. Cu toate acestea, dacă undele de radiație ar putea avea energii arbitrar de mici, nimic n-ar limita cantitatea totală de radiație a corpului negru la lungimi de undă foarte mici. Nu numai că această concluzie era în contradicție cu experimentul, dar ea ar fi dus totodată la rezultatul catastrofal ca energia totală a radiației corpului negru să devină infinită! Singura cale de înlăturare a paradoxului a fost să se presupună că energia vine în porții sau „cuante“, cu energia fiecărei cuante în creștere, atunci cînd lungimile de undă descresc. Astfel, la orice temperatură dată, va exista prea puțină radiație la lungimi mici de undă pentru care „porțiile“ să aibă energie înaltă. În formularea finală a acestei ipoteze datorate lui Einstein, *energia oricărui foton este invers proporțională cu lungimea de undă*. La orice temperatură dată, radiația corpului negru va conține foarte puțini fotoni care să aibă o energie foarte mare și, ca urmare, foarte puțini care au o lungime de undă foarte mică, explicînd astfel căderea distribuției lui Planck la lungimi mici de undă.

Pentru a fi concret, energia unui foton cu lungimea de undă de un centimetru este de 0,000124 electronvolți și proporțional mai mare la lungimi

de undă mai mici. Electronvoltul este o unitate convenabilă de energie, egală cu energia câștigată de un electron în mișcare de-a lungul unei diferențe de potențial de un volt. De pildă, o baterie obișnuită de lanternă de 1,5 volți cheltuiește 1,5 electronvolți pentru fiecare electron pe care-l împinge prin filamentul becului. (În termenii unităților metrice pentru energie, un electronvolt are $1,602 \times 10^{-12}$ ergi sau $1,602 \times 10^{-19}$ joule.) Conform regulii lui Einstein, energia unui foton avînd lungimea de undă de 7,35 cm în domeniul microundelor, pentru care și-au acordat antena Penzias și Wilson, era de 0,000124 electronvolți împărțit la 7,35, adică de 0,000017 electronvolți. Pe de altă parte, un foton tipic din lumina vizibilă ar avea lungimea de undă de circa a douăzecea miime dintr-un centimetru (5×10^{-5} cm), astfel încît energia sa ar fi 0,000124 electronvolți înmulțit cu 20 000, ceea ce dă aproximativ 2,5 electronvolți. În fiecare caz energia unui foton este foarte mică în termeni macroscopici, ceea ce explică de ce fotonii par că se contopesc în curenți continui de radiație.

Întîmplător, energiile reacțiilor chimice sînt în general de ordinul unui electronvolt pe atom sau pe electron. De exemplu, pentru a smulge un electron unui atom de hidrogen, este necesară cu totul o energie de 13,6 electronvolți, dar acesta este un eveniment chimic excepțional de violent. Faptul că fotonii din lumina soarelui au de asemenea energia de ordinul unui electronvolt are o importanță enormă pentru noi; aceasta permite fotonilor să producă reacții chimice esențiale vieții, cum ar fi fotosinteza. Reacțiile nucleare necesită în general energii de ordinul unui milion de electronvolți pe nucleu, ceea ce și arată de ce un kilogram de plutoniu degajă o energie explozivă de aproximativ un milion de kilograme de TNT.

Descrierea radiației cu ajutorul fotonilor ne permite să înțelegem principalele proprietăți calitative ale radiației corpului negru. Mai întîi, principiile mecanicii statistice ne spun că energia

unui foton tipic este proporțională cu temperatura, în timp ce regula lui Einstein arată că lungimea de undă a oricărui foton este invers proporțională cu energia lui. De aici, punînd alături cele două reguli, obținem că lungimea de undă tipică a fotonilor din radiația corpului negru este invers proporțională cu temperatura. Exprimiîndu-ne cantitativ, lungimea de undă tipică lingă care este concentrată cea mai mare parte a energiei radiației corpului negru este de 0,29 cm la temperatura de 1°K și proporțional mai scăzută la temperaturi mai înalte.

De exemplu, un corp opac, la temperatura obișnuită „a camerei“ ($300^\circ \text{K} = 27^\circ \text{C}$), va emite o radiație a corpului negru cu lungimea de undă tipică de 0,29 cm împărțit la 300, adică circa o miime de centimetru. Această lungime de undă se află în domeniul radiației infraroșii și este prea mare pentru a fi văzută de ochii noștri. Pe de altă parte, suprafața soarelui se află la temperatura de aproape $5\,800^\circ \text{K}$ și, în consecință, lumina pe care-o emite este centrată în jurul lungimii de undă de 0,29 cm împărțit la 5 800, adică circa cinci sutimi de miimi dintr-un centimetru ($5 \times 10^{-5} \text{ cm}$) ori în jur de 5 000 Angstromi. (Un Angstrom este o sutime de milionime, sau 10^{-8} dintr-un centimetru). Cum s-a menționat deja, valoarea de mai sus se află în mijlocul intervalului de lungimi de undă pe care ochii noștri, avînd o structură adecvată, îl pot vedea, interval pe care-l numim „vizibil“. Faptul că aceste lungimi de undă sînt atît de scurte explică de ce, pînă la începutul secolului al XIX-lea, nu s-a putut descoperi caracterul ondulatoriu al luminii. Numai atunci cînd studiem lumina la trecerea ei prin orificii cu adevărat foarte mici putem observa fenomene caracteristice propagării undelor, cum ar fi difracția.

Am văzut, de asemenea, că descreșterea densității de energie a radiației corpului negru la lungimi de undă mari este cauzată de dificultatea de a închide radiația în orice volum ale cărui dimensiuni sînt mai mici decît lungimea de undă.

În realitate, distanța medie dintre fotoni în radiația corpului negru este, în linii mari, egală cu lungimea de undă tipică a fotonului. Dar am văzut că această lungime de undă tipică este invers proporțională cu temperatura, astfel încât distanța medie dintre fotoni este de asemenea invers proporțională cu temperatura. Numărul de obiecte de orice fel dintr-un volum fixat este invers proporțional cu cubul distanței lor medii de separare, astfel încât regula radiației corpului negru se formulează astfel: *numărul de fotoni dintr-un volum dat este proporțional cu cubul temperaturii.*

Putem concentra aceste informații pentru a schița câteva concluzii despre cantitatea de energie din radiația corpului negru. Energia dintr-un volum de un litru, ori „densitatea de energie“, este egală cu numărul fotonilor dintr-un litru înmulțit cu energia medie a unui foton. Dar am văzut că numărul fotonilor dintr-un litru este proporțional cu cubul temperaturii, în timp ce energia medie a fotonului este proporțională cu temperatura. Deci energia în unitatea de volum a radiației corpului negru este proporțională cu cubul temperaturii înmulțit cu temperatura sau, cu alte cuvinte, cu puterea *a patra* a temperaturii. În termeni cantitativi, densitatea de energie a radiației corpului negru este de 4,72 electronvolți pe litru la temperatura de 1°K , de 47 200 electronvolți pe litru la 10°K ș.a.m.d. (Această lege este cunoscută sub numele de legea Stefan-Boltzmann.) Dacă zgomotul de microunde descoperit de Penzias și Wilson este cu adevărat o radiație a corpului negru cu temperatura de 3°K , atunci densitatea ei de energie trebuie să fie de 4,72 electronvolți pe litru înmulțit cu 3 la puterea a patra, sau în jur de 380 electronvolți pe litru. Când temperatura a fost de o mie de ori mai mare, densitatea de energie a fost de un milion de milioane (10^{12}) de ori mai mare.

Acum ne putem reîntoarce la originea radiației fosile de microunde. Am văzut că a trebuit să existe un timp când universul era atât de fierbinte și de dens, încât atomii erau disociați în

nuclee și electroni, iar ciocnirile fotonilor cu electronii liberi mențineau un echilibru termic între radiație și materie⁷. Cu trecerea timpului, universul s-a dilatat și s-a răcit, atingînd în cele din urmă o temperatură suficient de scăzută (de circa 3 000° K) pentru a permite combinarea nucleelor cu electronii și formarea atomilor. (În literatura de astrofizică acest proces este denumit de obicei „recombinare“, un termen deosebit de neadecvat, întrucît, pînă în momentul luat în considerare, nucleele și electronii n-au fost niciodată, în istoria universului, combinați în atomi!) Dispariția bruscă a electronilor liberi a întrerupt contactul termic dintre radiație și materie, iar radiația a continuat din acel moment să se răs-pîndească în mod liber.

În momentul în care a avut loc acest proces, energia din cîmpul de radiații la diverse lungimi de undă era guvernată de condițiile echilibrului termic, deci era dată de formula lui Planck pentru radiația corpului negru la o temperatură egală cu aceea a materiei, de circa 3000° K. Mai precis, lungimea de undă tipică a fotonului trebuie să fi fost în jurul unui micron (o zecime de miime de centimetru, ori 10 000 Angstromi), iar distanța medie dintre fotoni ar fi trebuit să aibă aproximativ aceeași valoare.

Ce s-a întîmplat cu fotonii de-atunci încoace? Fotonii individuali n-au putut fi nici creați, nici distruși, astfel încît distanța medie dintre fotoni a crescut direct proporțional cu dimensiunea universului, adică proporțional cu distanța medie dintre două galaxii tipice. Dar am văzut în ultimul capitol că efectul deplasării cosmologice spre roșu este de a „împinge în afară“ lungimile de undă ale oricărei raze de lumină odată cu expansiunea

⁷ Aici, autorul folosește termenii de „radiație“ și „materie“ în accepția anglo-saxonă, fără să înțeleagă prin aceasta că radiația ar fi nematerială (vezi, de altfel p. 69). Nici termenii „radiație“ și „substanță“ în limba română nu sînt adecvați, întrucît, în condițiile fizice descrise, nu poate fi vorba de substanță propriu-zisă, ci, uneori, de plasmă. — *Nota trad.*

universului; astfel, lungimile de undă ale fiecărui foton individual vor crește direct proporțional cu dimensiunea universului. Fotonii vor rămâne prin urmare depărtați unul de altul cu o lungime de undă tipică, exact ca în radiația corpului negru. Într-adevăr, urmărind cantitativ această linie de argumentație se poate arăta că *radiația care umple universul va continua, pe măsură ce universul se dilată, să fie descrisă cu precizie de formula lui Planck pentru corpul negru*, chiar dacă nu mai este în echilibru cu materia. (Vezi nota matematică 4, p. 186). Singurul efect al expansiunii este creșterea lungimii de undă tipice proporțional cu dimensiunea universului. Temperatura radiației corpului negru este invers proporțională cu lungimea de undă tipică, astfel încât ea va scădea, pe măsură ce universul se dilată, invers proporțional cu dimensiunea universului.

De exemplu, Penzias și Wilson au găsit că intensitatea parașitilor din domeniul microundelor descoperiți de ei corespunde unei temperaturi de aproximativ 3°K . Aceasta este exact temperatura așteptată dacă universul s-ar fi dilatat cu un factor de 1 000 de pe vremea când temperatura era suficient de ridicată ($3\,000^{\circ}\text{K}$) pentru a ține materia și radiația în echilibru termic. Dacă această interpretare este corectă, zgomotul radio de 3°K este de departe cel mai vechi semnal recepționat de astronomi, fiind emis cu mult înaintea luminii de la cele mai depărtate galaxii pe care le putem vedea.

Dar Penzias și Wilson au măsurat intensitatea parașitilor radio cosmici doar la o singură lungime de undă, la 7,35 cm. A devenit imediat extrem de urgent să se decidă dacă distribuția energiei radiante cu lungimea de undă este descrisă de formula lui Planck pentru corpul negru, așa cum ar fi de așteptat în cazul în care fondul de microunde este cu adevărat radiația fosilă abătută spre roșu, rămasă dintr-o epocă în care radiația și materia erau în univers în stare de echilibru termic. Dacă este într-adevăr așa, atunci

„temperatura echivalentă“, calculată prin compararea intensității zgomotului radio observat cu formula lui Planck, ar trebui să aibă aceeași valoare la toate lungimile de undă, și anume valoarea obținută de Penzias și Wilson pentru lungimea de 7,35 cm.

După cum am văzut, în momentul descoperirii lui Penzias și Wilson exista deja o altă încercare în curs în New Jersey de a detecta fondul de radiație cosmică de microunde. Curînd după publicarea celor două lucrări originale de către grupurile de la laboratoarele Bell și de la Princeton, Roll și Wilkinson și-au anunțat propriul rezultat: temperatura echivalentă a fondului de radiație de la lungimea de undă de 3,2 cm era între 2,5 și 3,5° K. Adică, în limitele erorii experimentale, intensitatea paraziților cosmici cu lungimea de undă de 3,2 cm era mai mare decît aceea de la 7,35 cm, cu exact proporția așteptată dacă radiația este descrisă de formula lui Planck!

Din 1965, intensitatea radiației fosile de microunde a fost măsurată de radioastronomi la peste o duzină de lungimi de undă în intervalul de la 7,35 cm pînă la 0,33 cm. Fiecare dintre aceste măsurători concordă cu distribuția Planck a energiei față de lungimile de undă la o temperatură între 2,7 și 3° K.

Totuși, înainte de a ne grăbi să conchidem că avem de-a face în mod real cu radiația corpului negru, trebuie să reamintim faptul că lungimea de undă „tipică“ la care distribuția Planck își atinge maximul este de 0,29 cm, împărțit la temperatura în grade Kelvin, ceea ce, pentru o temperatură de 3° K, dă o valoare exact sub 0,1 cm. În acest fel, toate măsurătorile au fost efectuate numai pe partea corespunzătoare a lungimilor *mari* față de maximumul distribuției Planck. Dar, după cum am văzut, creșterea densității de energie odată cu descreșterea lungimii de undă în această parte a spectrului este cauzată de dificultatea de a pune lungimi de undă mari în volume mici și poate fi așteptată pentru o varietate largă de cîmpuri de radiație, inclusiv pentru radia-

ții care n-au fost produse în condițiile unui echilibru termic. (Radioastronomii denumesc această parte a spectrului regiunea Rayleigh-Jeans, întrucît a fost analizată de lordul Rayleigh și de sir James Jeans.) Pentru a verifica dacă observăm cu adevărat o radiație a corpului negru, este necesar să mergem dincolo de maximumul distribuției Planck, în regiunea cu lungimi de undă mici, și să verificăm dacă densitatea de energie scade realmente odată cu descreșterea lungimii de undă, așa cum se așteaptă pe baza teoriei cuantice. La lungimi de undă mai mici decît 0,1 cm sîntem cu adevărat dincolo de tărîmul astronomilor ce studiază undele radio sau microundele, ajungînd pînă la disciplina mai nouă a astronomiei infra-roșii.

Din nefericire, atmosfera planetei noastre, care este aproape transparentă la lungimi de peste 0,3 cm, devine din ce în ce mai opacă la lungimi de undă mai mici. Nu pare posibil ca vreun observator radio de pe pămînt, chiar unul așezat la o altitudine montană, să poată măsura fondul de radiație cosmică la lungimi de undă mult mai mici decît 0,3 cm.

Destul de straniu, dar fondul de radiații *a fost* măsurat la unde mai scurte, cu mult înainte de orice experiment astronomic discutat pînă acum în acest capitol, și anume de un astronom lucrînd mai degrabă în domeniul optic decît în cel radio sau infraroșu! În constelația Ophiuchus („purătorul de șarpe“) există un nor de gaz interstelar care se află între pămînt și o stea fierbinte, altfel cu nimic remarcabilă, ϵ Oph. Spectrul stelei ϵ Oph este întretăiat de un număr de benzi întunecate neobișnuite, indicînd absorbția luminii de către gazul interpus la un set de lungimi de undă mici. Acestea sînt lungimile de undă la care fotonii au întocmai energia cerută pentru a induce tranziții în moleculele norului de gaz, de la energii mai joase la energii mai ridicate. (Moleculele, ca și atomii, se află numai în stări de energie distincte, sau „cuantizate“.) Atunci, observînd lungimile de undă la care survin benzile întunecate,

este posibil să se deducă ceva despre natura acestor molecule și despre stările în care se află ele.

Una din liniile de absorbție din spectrul lui ζ Oph are lungimea de 3 875 Angstromi (unu pe 38,75 milioane dintr-un centimetru) indicând prezența în norul interstelar a unei molecule, cianul (CN), constând dintr-un atom de carbon și unul de azot. (Strict vorbind, CN trebuie denumit „radical“, ceea ce înseamnă că, în condiții normale, acesta se combină rapid cu atomii pentru a forma molecule stabile, cum ar fi acidul cianhidric (HCN), o otravă. În spațiul cosmic, CN este destul de stabil.) În 1941, W.S. Adams și A. Mc Kellar au descoperit că această linie de absorbție este despicată în trei componente cu lungimile de undă de 3874,608 Angstromi, 3875,763 Angstromi și 3873,998 Angstromi. Prima dintre aceste lungimi de undă de absorbție corespunde unei tranziții în care molecula de cian este ridicată din starea sa de cea mai joasă energie („starea fundamentală“) la o stare *vibrațională*. Tranziția ar putea avea loc și dacă cianul ar fi la temperatura zero. Celelalte două linii pot fi produse numai de tranziții în care molecula este ridicată dintr-o stare de *rotație* aflată exact deasupra stării fundamentale, la diferite alte stări vibraționale. Astfel, o fracțiune importantă a numărului de molecule de cian din norul interstelar trebuie să se afle în această stare rotațională. Folosind diferența cunoscută de energie dintre starea fundamentală și starea rotațională, ca și intensitățile relative observate ale diferitelor linii de absorbție, Mc Kellar a reușit să arate că cianul era expus unei anumite perturbații având temperatura efectivă de circa 2,3° K, din care cauză cianul se ridică pe starea de rotație.

Atunci nu părea să existe nici o rațiune pentru care să se asocieze această perturbație misterioasă cu originea universului. De aceea nici nu i s-a acordat prea multă atenție. Totuși, după descoperirea fondului de radiație cosmică de 3° K în 1965, s-a înțeles (de către George Field, I.S. Shklovsky

și N.J. Woolf) că tocmai această radiație este perturbația observată în 1941 ca producând rotația moleculelor de cian în norii din Ophiuchus. Lungimea de undă a fotonilor corpului negru care ar fi necesari pentru a produce această rotație este de 0,263 cm, adică mai mică decât orice lungime de undă accesibilă radioastronomiei cu baza pe pământ, dar încă insuficient de scurtă pentru a verifica scăderea rapidă a lungimilor de undă mai jos de 0,1 cm, scădere tipică distribuției Planck de la 3° K.

De atunci s-au căutat și alte linii de absorbție provocate de excitarea moleculelor de cian pe alte stări rotaționale, ori a altor molecule în diferite stări rotaționale. În 1974, s-a observat o absorbție în cea de-a doua stare rotațională a cianului interstelar, ceea ce a permis o estimare a intensității radiației la lungimea de 0,132 cm, corespunzând, de asemenea, temperaturii de circa 3° K. Astfel de observații au stabilit până acum numai o limită superioară a densității energiei radiației cu lungimi de undă mai mici decât 0,1 cm. Atare rezultate sînt încurajatoare, întrucît ele arată că densitatea energiei radiației începe să scadă brusc, începînd de la o anumită lungime de undă de circa 0,1 cm, așa cum se și așteaptă în cazul radiației corpului negru. Totuși, aceste limite superioare nu ne permit să verificăm existența reală în acest caz a radiației corpului negru, nici să-i determinăm precis temperatura.

Atacarea acestei probleme a devenit posibilă numai prin ridicarea unui receptor de infraroșii deasupra atmosferei pămîntului, fie cu un balon, fie cu o rachetă. Aceste experiențe sînt extraordinar de dificile, iar la început au dat rezultate inconsistente, încurajînd pe rînd și pe aderenții și pe oponenții cosmologiei standard. Un grup de la Cornell, folosind rachete, a găsit în zona undelor scurte mai multă radiație decât s-ar fi așteptat pentru o distribuție de tip Planck, în timp ce un alt grup, de la M.I.T., uzînd de un balon, a obținut rezultate în acord aproximativ cu teoria radiației

corpului negru. Ambele grupuri și-au continuat munca și, prin 1972, au raportat rezultate indicînd o distribuție cu temperatura apropiată de 3°K . În 1976, un grup de la Berkeley, folosind balonul, a confirmat că densitatea energiei de radiație continuă să scadă pentru lungimi de undă mici, în intervalul de la 0,25 cm pînă la 0,06 cm, în modul așteptat pentru o temperatură de 3°K , cu o toleranță de $0,1^{\circ}\text{K}$. Acum pare să fie stabilit că fondul de radiație cosmică este cu adevărat o radiație a corpului negru, cu temperatura apropiată de 3°K .

Cititorul se poate mira în acest loc de ce această problemă n-a fost mai simplu rezolvată montînd echipament pentru infraroșii pe un satelit artificial al pămîntului și folosind tot timpul necesar pentru a face măsurători precise mult deasupra atmosferei pămîntești. Nu știu dacă acest lucru a fost imposibil. Explicația dată de obicei este aceea că, pentru a măsura temperaturi atît de joase ale radiației cum ar fi 3°K , este necesar să se răcească aparatul cu heliu lichid („sarcina rece”) și că n-ar exista o tehnologie adecvată pentru a deplasa un astfel de echipament crio-genic la bordul unui satelit al pămîntului. Totuși, nu mă pot opri să nu cred că aceste adevărate cercetări cosmice merită o mai mare alocație din bugetul spațial.

Importanța efectuării unor observații deasupra atmosferei pămîntului se vedește și mai mare dacă se ia în considerare distribuția fondului cosmic de radiație în funcție de *direcție*, la fel cum s-a procedat și cu lungimea de undă. Toate observațiile de pînă acum⁸ sînt în concordanță cu un fond de radiații perfect izotrop, adică independent de direcție. Așa cum s-a menționat în capitolul precedent, izotropia este unul dintre cele mai puternice argumente în favoarea Principiului cosmologic. O posibilă dependență intrinsecă a

⁸ Cartea a fost scrisă în 1976; în legătură cu datele mai noi, vezi comentariul nr. 3. — *Nota trad.*

fondului de radiație cosmică față de direcție este foarte greu de deosebit de anizotropia datorată mai ales efectelor atmosferei pămîntești.

Într-adevăr, în decursul măsurărilor temperaturii fondului de radiație, fondul a fost separat din radiația atmosferei noastre tocmai *presupunînd* că este izotrop.

Motivul pentru care dependența față de direcție a fondului de radiație din domeniul micro-undelor constituie un subiect de studiu atît de fascinant este că nu ne așteptăm ca intensitatea acestei radiații să fie perfect izotropă. Pot exista fluctuații în intensitate odată cu micile schimbări de direcție, cauzate de structura în îngrămădiri a universului, survenite ori în momentul în care radiația a fost emisă, ori după. De exemplu, galaxiile în primele stadii de formare puteau arăta ca pete fierbinți pe cer, cu o temperatură a corpului negru ușor mai mare decît media, extinse fie și numai de-a lungul unei jumătăți de minut de arc. În plus, există aproape cu certitudine o variație lentă a intensității radiației în jurul întregului cer, cauzată de mișcarea pămîntului prin univers. Pămîntul se mișcă în jurul soarelui cu viteza de 30 km/s, iar sistemul solar este purtat de mișcarea de rotație a întregii galaxii cu o viteză de circa 250 km/s. Nimeni nu știe exact ce viteză are galaxia noastră față de distribuția cosmică a galaxiilor, dar probabil că aceasta se mișcă cu cîteva sute de km/s într-o anume direcție. Dacă, de exemplu, presupunem că pămîntul se mișcă cu viteza de 300 km/s față de media materiei din univers, deci și față de fondul de radiație, atunci lungimea de undă a radiației venind din față sau din spate în raport cu mișcarea trebuie să descrească sau să crească, respectiv cu raportul dintre 300 km/s și viteza luminii, sau cu 0,1%. Deci, temperatura echivalentă a radiației trebuie să varieze lin cu direcția, fiind cu circa 0,1% mai mare decît media, în direcția spre care se mișcă pămîntul și cu tot atît mai mică decît media, în direcția opusă. În ultimii ani, cea mai bună limită superioară

a oricărei dependențe față de direcție a temperaturii echivalente a radiației a fost chiar în jur de 0,1%, astfel încît am fost în situația chinuitoare de a ne afla aproape, dar încă nu destul de aproape, de măsurarea vitezei pămîntului în univers. S-ar putea să nu se rezolve problema pînă cînd nu se vor face măsurători din sateliți care înconjoară pămîntul. (Cînd se făceau corecturile finale la această carte, am primit de la John Matter, de la N.A.S.A., *Jurnalul satelitului de explorare a fondului cosmic nr. 1*. Acesta anunță numirea unei echipe de șase oameni de știință sub conducerea lui Rainier Weiss, de la M.I.T., pentru studierea posibilităților de măsurare a fondului de radiație de microunde și infraroșu din spațiu. Bon voyage⁹.)

Am observat că fondul de radiație cosmică din domeniul microundelor ne oferă o dovadă fermă că radiația și materia din univers au fost cîndva în stare de echilibru termic. Totuși, noi nu am dedus încă prea multe concluzii cosmologice din valoarea particulară de 3° K, determinată experimental pentru temperatura echivalentă a radiației. De fapt, această temperatură a radiației ne permite să deducem un număr crucial de care avem nevoie pentru a urmări istoria primelor trei minute.

Așa cum am văzut, la orice temperatură dată, numărul de fotoni pe unitatea de volum este invers proporțional cu cubul lungimii de undă tipice și, deci, direct proporțional cu cubul temperaturii. Pentru o temperatură de exact 1° K, vor exista 20 282,9 de fotoni pe litru, astfel încît fondul de radiație de 3° K conține circa 550 000 de fotoni pe litru.

Concomitent, densitatea particulelor nucleare (neutronii și protonii) în universul actual are o valoare între 6 și 0,03 particule pe o mie de litri. (Limita superioară este de două ori densitatea critică discutată în cap. al II-lea, limita inferioară

⁹ Drum bun (în fr., în original), — *Nota trad.*

este estimația prin lipsă a densității observate efectiv în galaxiile vizibile.) Astfel, în funcție de valoarea reală a densității particulelor, există azi în univers între 100 de milioane și 20 000 de milioane de fotoni pentru fiecare particulă nucleară.

În plus, acest raport enorm dintre fotoni și particulele nucleare a fost aproape constant pentru un timp foarte îndelungat. În perioada în care radiația s-a extins liber (din momentul când temperatura a scăzut sub $3\,000^\circ\text{K}$), fotonii din fond și particulele nucleare n-au fost nici create, nici distruse, astfel încît raportul lor a rămas în mod firesc constant. Vom vedea în capitolul următor că acest raport a fost aproximativ constant chiar mai înainte, când fotonii individuali erau creați și distruși.

Aceasta este concluzia cantitativă cea mai importantă care poate fi dedusă din măsurătorile fondului de radiație din domeniul microundelor — cit de departe putem privi înapoi spre istoria timpurie a universului, existau pentru fiecare neutron sau proton de la 100 de milioane pînă la 20 000 de milioane de fotoni în conținutul mediu al universului.

În cele ce urmează, pentru a evita un echivoc inutil, voi rotunji acest număr și voi presupune, ca ilustrare, că au existat și mai există și astăzi în conținutul mediu al universului exact 1 000 de milioane de fotoni pe particulă nucleară.

O consecință foarte importantă a acestei concluzii este că diferențierea materiei în galaxii și stele n-a putut începe înainte ca temperatura cosmică să devină suficient de scăzută pentru ca electronii să fie capturați, formînd atomi. Pentru ca gravitația să producă aglomerarea materiei în fragmente izolate, așa cum a presupus Newton, este necesar ca gravitația să învingă presiunea materiei și a radiației asociate. Forța de gravitație în orice bulgăre incipient crește cu dimensiunea bulgărelui, în timp ce presiunea nu depinde de dimensiune; deci, la o densitate și presiune date, există o masă minimă care este susceptibilă

de a provoca o aglomerare gravitațională. Această masă este cunoscută sub numele de „masa Jeans“, deoarece a fost introdusă în teoriile formării stelelor de sir James Jeans în 1902. Masa Jeans este proporțională cu puterea trei pe doi a presiunii (vezi nota matematică 5, p. 188). Exact înainte de începutul capturării electronilor în atomi, la temperatura de $3\,000^{\circ}\text{K}$, presiunea radiației era enormă, iar masa Jeans era corespunzător de mare — cât aceea a unui milion de galaxii mari. Nici galaxiile, nici roiurile de galaxii nu sînt suficient de mari ca să se fi format în acel timp. Totuși, puțin mai tîrziu, electronii s-au unit cu nucleele în atomi, iar odată cu dispariția electronilor liberi universul a devenit transparent la radiație; în acest fel presiunea radiației devenea inefficientă. La o temperatură și densitate date, presiunea materiei sau radiației este direct proporțională cu numărul particulelor ori, respectiv, al fotonilor, astfel încît, atunci cînd presiunea radiației a devenit inoperantă, presiunea totală efectivă a scăzut cu un factor de circa 1 000 de milioane. Masa Jeans a scăzut cu un factor egal cu cel de sus la puterea trei pe doi, adică la circa o milionime din masa unei galaxii. De atunci, presiunea materiei singură ar fi prea slabă spre a rezista aglomerării materiei în galaxii, așa cum le vedem pe cer.

Aceasta nu înseamnă că noi înțelegem cu adevărat cum s-au format galaxiile. Teoria formării galaxiilor este una dintre marile probleme de prim ordin ale astrofizicii, o problemă care astăzi pare departe de rezolvare. Dar aceasta este o altă istorie. Pentru noi, faptul important este că, în universul timpuriu, la temperaturi de peste $3\,000^{\circ}\text{K}$, universul nu era compus din galaxii și stele, așa cum le vedem astăzi pe cer, ci numai dintr-o supă ionizată și nediferențiată de materie și radiație.

O altă consecință remarcabilă a acestei proporții uriașe dintre fotoni și particulele nucleare este aceea că a trebuit să existe o perioadă, nu foarte îndepărtată în trecut, cînd energia radiației

era mai mare decât energia conținută în materia din univers. Energia din masa unei particule nucleare este dată de formula lui Einstein $E=mc^2$, fiind de circa 939 de milioane de electronvolți. Energia medie a unui foton din radiația corpului negru de 3° K este mult mai mică, de circa 0,0007 electronvolți, astfel încît, chiar cu proporția de 1 000 de milioane de fotoni pentru un neutron sau proton, cea mai mare parte a energiei universului de azi există sub formă de materie, nu sub formă de radiație. Cu toate acestea, în perioade mai vechi, temperatura era mai înaltă, drept care energia fiecărui foton era mai mare, pe cînd energia din masa unui neutron sau proton rămînea totdeauna aceeași. Cu 1 000 de milioane de fotoni la fiecare particulă nucleară, pentru ca energia radiației să o depășească pe aceea a materiei, este necesar ca energia medie a unui foton din radiația corpului negru să fie mai mare doar decât circa o miime de milionime din energia masei particulei nucleare, adică decât un electronvolt. Aceasta era situația atunci cînd temperatura era de circa 1 300 de ori mai mare decât în prezent, adică atunci cînd ea avea valoarea de 4 000° K. Această temperatură marchează tranziția dintre era „dominată de radiație“, în care partea cea mai mare a energiei universului exista sub formă de radiație, și era prezentă, „dominată de materie“, în care cea mai mare parte a energiei se găsește localizată în masele particulelor nucleare.

Este izbitor faptul că tranziția de la epoca dominată de radiație la cea dominată de materie a avut loc aproximativ în aceeași perioadă în care conținutul universului a devenit transparent față de radiație, la circa 3 000° K. Nimeni nu știe cu adevărat de ce trebuie să se fi petrecut așa, cu toate că au existat cîteva sugestii interesante. Nu știm nici care dintre tranziții a avut loc prima: dacă acum ar fi 10 000 de milioane de fotoni pentru o particulă nucleară, atunci radiația ar fi continuat să domine asupra materiei pînă cînd temperatura ar fi scăzut la 400° K, mult timp

după ce conținutul universului devenise transparent.

Aceste incertitudini nu se vor interfera cu istoria noastră despre universul timpuriu. Important pentru noi este că, în orice moment anterior celui în care conținutul universului a devenit transparent, universul poate fi privit ca fiind alcătuit mai ales din radiație, cu numai o slabă impuritate de materie. Densitatea enormă de energie a radiației din universul timpuriu s-a pierdut prin deplasarea lungimilor de undă ale fotonilor spre roșu, pe măsură ce universul s-a dilatat, lăsând impuritățile alcătuite din particule nucleare și electroni să se aglomereze și să crească, alcătuiind stelele, rocile și ființele vii ale universului actual.

IV

REȚETĂ PENTRU UN UNIVERS FIERBINTE

Observațiile astronomice prezentate în ultimele două capitole au revelat că universul se dilată și că este plin cu un fond universal de radiație, aflată acum la temperatura de 3°K . Această radiație se dovedește a fi rămas de pe timpul când universul era în întregime opac și de circa 1 000 de ori mai mic și mai fierbinte decât în prezent. (Ca totdeauna, atunci când vorbim despre univers ca fiind de 1 000 de ori mai mic decât în prezent, înțelegem prin aceasta că distanța dintre orice pereche dată de galaxii tipice era de 1 000 de ori mai mică decât acum.) Ca o pregătire finală pentru raportul nostru despre primele trei minute, trebuie să privim înapoi spre timpuri și mai îndepărtate, când universul era cu mult mai mic și mai fierbinte, folosind viziunea teoretică mai degrabă decât telescoapele optice ori radiotelescoapele pentru examinarea condițiilor fizice predominante.

La sfârșitul cap. al III-lea, am notat că în perioada în care universul era de 1 000 de ori mai mic decât în prezent și când conținutul său material era exact în pragul transformării sale în mediu transparent la radiație, universul trecea totodată dintr-o eră dominată de radiație în era prezentă, dominată de materie. În timpul erei dominate de radiație, nu numai că exista același număr uriaș de fotoni raportat la o particulă nucleară, număr care se păstrează și astăzi, dar energia fotonilor era suficient de ridicată, pentru ca cea mai mare parte a energiei din univers

să fi existat sub formă de radiație, și nu de masă. (Reamintim că fotonii sînt particule fără masă, sau „cuante“, din care, conform teoriei cuantice, este alcătuită lumina.) Prin urmare, pentru această perioadă, descrierea universului ca fiind alcătuit doar din radiație, fără vreun fel de materie, va fi o aproximație acceptabilă.

O mențiune importantă mai trebuie făcută aici. Vom vedea în acest capitol că epoca radiației pure a început de fapt de abia la sfîrșitul primelor minute, cînd temperatura scăzuse sub cîteva mii de milioane grade Kelvin. Și în momente anterioare materia *era* importantă, dar era vorba de o materie de un fel cu totul diferit față de aceea din care este compus universul de astăzi. Totuși, înainte de a privi atît de mult în urmă, permiteți-ne să luăm mai întîi în discuție, pe scurt, adevărata eră a radiației, de la sfîrșitul primelor minute, și pînă în momentul, survenit cîteva sute de mii de ani mai tîrziu, în care materia a devenit din nou mai importantă decît radiația.

Pentru a urmări istoria universului în timpul acestei ere, tot ceea ce-i necesar să știm este cît de fierbinte era universul, în orice moment. Sau, cu alte cuvinte, să știm în ce mod depinde temperatura de dimensiunea universului, în timp ce acesta din urmă se dilată.

Ar fi ușor de răspuns la această întrebare dacă radiația s-ar fi extins liber. Lungimea de undă a fiecărui foton s-ar fi lărgit (prin deplasare spre roșu) proporțional cu dimensiunea universului, pe măsura expansiunii universului. Mai departe, așa cum am văzut în capitolul precedent, lungimea de undă medie a radiației corpului negru este invers proporțională cu temperatura. Așadar, temperatura ar fi descrescut invers proporțional cu dimensiunea universului, exact așa cum se-ntîmplă și în momentul de față.

Din fericire pentru cosmologul teoretician, aceeași relație simplă este valabilă chiar și atunci cînd luăm în considerare faptul că radiația nu se dilata în mod cu totul liber, întrucît ciocnirile rapide ale fotonilor cu numărul relativ mic de

electroni și de particule nucleare făceau universul opac în timpul erei dominate de radiație. Cît timp un foton se afla în zbor liber între ciocniri, lungimea sa de undă creștea proporțional cu dimensiunea universului și existau atît de mulți fotoni la o particulă, încît ciocnirile forțau de-a dreptul temperatura materiei să urmeze temperatura radiației, și nu vice-versa. Astfel, de exemplu, atunci cînd universul era de zece mii de ori mai mic decît acum, temperatura lui trebuie să fi fost de 10 000 de ori mai înaltă decît acum, adică de 30 000° K. Ne mărginim la atît în ceea ce privește adevărata eră a radiației.

Pe măsură ce privim tot mai mult înapoi în istoria universului, ajungem în cele din urmă într-o perioadă în care temperatura era atît de înaltă, încît ciocnirile fotonilor între ei puteau produce particule materiale din pură energie. În primele cîteva minute și radiația și particulele create în acest fel din pură energie jucau un rol la fel de important nu numai în imprimarea vitezelor diferitelor reacții nucleare, ci și în determinarea vitezei de expansiune a universului însuși. Prin urmare, în vederea urmării cursului evenimentelor din momente cu adevărat îndepărtate în timp, va trebui să știm cît de fierbinte a trebuit să fie universul pentru a produce un număr mare de particule din energia radiației și cît de multe particule erau astfel produse.

Procesul prin care materia este produsă din radiație poate fi cel mai bine înțeles în termenii descrierii cuantice a luminii. Două cuante de radiație (doi fotoni) se pot ciocni și dispăre, întreaga lor energie și tot impulsul fiind absorbite de producerea a două sau mai multe particule materiale. (Acest proces este cu adevărat observat, indirect, în laboratoarele de fizică nucleară la energii înalte din zilele noastre.) Teoria relativității restrînse a lui Einstein ne spune că o particulă materială va avea chiar și în repaus o anumită „energie de repaus“, dată de faimoasa formulă $E = mc^2$. (Aici c este viteza luminii. Aceasta este sursa de energie eliberată în reac-

țiile nucleare, în care o fracțiune a masei nucleelor atomice este anihilată.) Deci, pentru ca doi fotoni, în ciocnire frontală, să dea naștere la două particule materiale de masă m , energia fiecărui foton trebuie să fie cel puțin egală cu energia de repaus, mc^2 , a fiecărei particule. Reacția va avea loc în continuare, chiar dacă energia fiecărui foton este mai mare decât mc^2 ; doar că surplusul de energie va imprima particulelor materiale o viteză mai mare. Particulele de masă m nu pot fi însă produse în ciocnirile a doi fotoni, dacă energia fotonilor este sub mc^2 , întrucît nu ajunge destulă energie nici măcar pentru a produce masa de repaus a acestor particule.

Evident, pentru a aprecia eficacitatea radiației la producerea particulelor nucleare, trebuie să cunoaștem energia caracteristică a fotonilor individuali în cîmpul de radiație. Energia poate fi estimată destul de bine pentru scopul nostru actual folosind o regulă simplă: vom înmulți temperatura radiației cu o constantă fundamentală a mecanicii statistice, cunoscută sub numele de constanta lui Boltzmann. (Ludwig Boltzmann a fost, împreună cu americanul Willard Gibbs, fondatorul mecanicii statistice moderne. Se spune că sinuciderea sa, în 1906, s-ar fi datorat, cel puțin în parte, opoziției filosofice făcute lucrărilor sale, dar toate aceste controverse sînt de mult rezolvate.) Valoarea constantei lui Boltzmann este de 0,00008617 electronvolți pe grad Kelvin. De exemplu, la temperatura de $3\,000^\circ\text{K}$, cînd conținutul universului de abia devenise transparent, energia caracteristică a fiecărui foton era de circa $3\,000^\circ\text{K}$ înmulțit cu constanta lui Boltzmann, sau 0,26 electronvolți. (Reamintim că un electronvolt este energia dobîndită de un electron prin traversarea unei diferențe de potențial de un volt. Energiile reacțiilor chimice sînt, în mod obișnuit, de ordinul unui electronvolt pe atom; iată de ce radiațiile de la temperaturi peste $3\,000^\circ\text{K}$ sînt destul de fierbinți pentru a împiedica incorporarea în atomi a vreunei fracțiuni semnificative din numărul electronilor.)

Am văzut că, pentru a produce particule materiale de masă m , energia caracteristică a fotonilor care se ciocnesc trebuie să fie cel puțin egală cu energia mc^2 a particulelor în repaus. Întrucît energia caracteristică a fotonului este egală cu temperatura înmulțită cu constanta lui Boltzmann, rezultă că temperatura radiației trebuie să fie cel puțin de ordinul energiei de repaus mc^2 , împărțită la constanta lui Boltzmann. Adică, pentru fiecare tip de particulă materială există o „temperatură de prag“, dată de energia de repaus mc^2 , împărțită la constanta lui Boltzmann, temperatură care trebuie atinsă înainte ca particulele de acest tip să fie create din energia radiației.

De exemplu, cele mai ușoare particule materiale cunoscute sînt electronul e^- și pozitronul e^+ . Pozitronul este „antiparticula“ electronului, adică are sarcină electrică opusă (pozitivă în loc de negativă), dar aceeași masă și același spin. Cînd un pozitron se ciocnește cu un electron, sarcinile se pot anula, iar energiile din masele celor două particule se regăsesc în energia radiației pure. Acesta este, desigur, motivul pentru care pozitronii sînt atît de rar întîlniți în viața obișnuită; ei nu trăiesc prea mult, fiindcă se întîlnesc imediat cu un electron și se anihilează. (Pozitronii au fost descoperiți în 1930, în razele cosmice.) Procesul de anihilare se poate petrece și-n sens invers — doi fotoni cu energii suficiente pot să se ciocnească și să producă o pereche electron-pozitron, energiile fotonilor fiind convertite în masele electronului și pozitronului.

Pentru ca doi fotoni să producă un electron și un pozitron la o ciocnire frontală, energia fiecărui foton trebuie să depășească „energia de repaus“, mc^2 , a masei electronului sau pozitronului. Această energie este de 0,511003 milioane de electronvolți. Ca să aflăm temperatura de prag la care fotonii vor avea șansa de a dobîndi atîta energie, vom împărți energia la constanta lui Boltzmann (0,00008617 electronvolți pe grad Kelvin) și vom găsi o temperatură de prag de

6 000 de milioane grade Kelvin (6×10^9 °K). La orice temperatură mai înaltă decât pragul, electronii și pozitronii ar fi fost creați cu ușurință în ciocnirile dintre fotoni, deci ar fi fost prezenți într-un număr foarte mare. (Incidental, temperatura de prag de 6×10^9 °K pentru crearea electronilor și pozitronilor din radiație dedusă mai sus este mult mai mare decât orice temperatură pe care-o întâlnim în mod normal în universul actual. Până și centrul soarelui se află la o temperatură de numai 15 milioane de grade. De aceea, nici nu observăm electroni și pozitroni apărînd din spațiul gol atunci cînd soarele strălucește.)

Remarci similare se pot face pentru orice tip de particule. Există o regulă fundamentală a fizicii moderne care spune că pentru fiecare tip de particulă există în natură o „antiparticulă” corespunzătoare, cu exact aceeași masă și același spin, dar cu sarcină electrică opusă. Singura excepție o constituie categoria de particule pur neutre, ca însuși fotonul, care pot fi reprezentate ca propriile lor antiparticule. Relațiile dintre particule și antiparticule sînt reciproce: pozitronul este antiparticula electronului, iar electronul este antiparticula pozitronului. Dacă există suficient de multă energie, este întotdeauna posibil să se creeze orice tip de pereche particulă-antiparticulă în ciocniri de perechi de fotoni.

(Existența antiparticulelor este o consecință matematică directă a principiilor mecanicii cuantice și a teoriei relativității restrînse a lui Einstein. Existența antielectronului a fost pentru prima dată dedusă teoretic de Paul Adrian Maurice Dirac în 1930. Nedorind să introducă o particulă necunoscută în teoria sa, el a identificat antielectronul cu singura particulă încărcată pozitiv cunoscută atunci, protonul. Descoperirea pozitronului, în 1932, a verificat teoria antiparticulelor și a arătat totodată că protonul nu este antiparticula electronului; protonul are propria sa antiparticulă, antiprotonul, descoperit în anii '50 la Berkeley).

Particulele cele mai ușoare, în afară de electron și pozitron, sînt miuonul, μ^- , un fel de electron greu, instabil, și antiparticula sa, μ^+ . Ca și în cazul electronilor și pozitronilor, μ^- și μ^+ au sarcini electrice opuse, dar mase egale și pot fi create în ciocnirile dintre fotoni. Particulele μ^- și μ^+ au fiecare energia mc^2 egală cu 105,6596 de milioane de electronvolți; împărțind această energie la constanta lui Boltzmann, obținem temperatura de prag corespunzătoare, de 1,2 milioane de milioane de grade ($1,2 \times 10^{12} \text{ }^\circ\text{K}$). Temperaturile de prag corespunzătoare pentru alte particule sînt date în tabelul 1, la pag. 169. Privind acest tabel, putem spune care particule au existat în număr mare în diferitele momente ale istoriei universului: acestea pot fi numai particulele ale căror temperaturi de prag se aflau sub temperatura universului la timpul respectiv.

Cît de multe particule materiale erau realmente prezente atunci cînd temperatura era deasupra temperaturii de prag? În condițiile unor temperaturi și densități înalte care prevalau în universul timpuriu, numărul particulelor era guvernat de condițiile de bază ale echilibrului termic, adică numărul de particule trebuia să fie astfel încît, în orice secundă, cîte erau create, tot atîtea erau distruse. („Cererea egala oferta“.) Viteza cu care fiecare pereche dată particulă-antiparticulă se anihila, transformîndu-se în doi fotoni, era aproximativ egală cu viteza cu care orice pereche dată de fotoni, avînd aceeași energie, se prefăcea într-o astfel de pereche particulă-antiparticulă. Deci condițiile echilibrului termic cer ca numărul de particule de fiecare tip, avînd temperatura de prag sub temperatura existentă, să fie aproximativ egal cu numărul fotonilor. Dacă există mai puține particule decît fotoni, particulele vor fi create într-un ritm mai rapid decît ritmul distrugerii, iar numărul lor va crește; dacă există mai multe particule decît fotoni, particulele vor fi distruse mai repede, iar numărul lor va scăde. De exemplu, la temperaturi peste 6 000 de milioane de grade, numărul electronilor și pozitro-

nilor trebuie să fi fost aproape egal cu numărul fotonilor și deci universul era compus pe atunci în mod predominant din fotoni, electroni și pozitroni, și nu doar din fotoni.

Totuși, la temperaturi aflate deasupra temperaturii de prag, o particulă materială se comportă foarte asemănător cu un foton. Energia ei este egală cu temperatura înmulțită cu constanta lui Boltzmann, astfel încît, mult deasupra temperaturii de prag, energia sa medie este cu mult mai mare decît energia conținută în masa particulei și masa poate fi deci neglijată. În atare condiții, presiunea și densitatea de energie datorate particulelor materiale sînt direct proporționale cu puterea a patra a temperaturii, ca și în cazul fotonilor. Astfel, ne putem reprezenta universul ca fiind compus, în orice moment, din mai multe tipuri de „radiație“, și anume cîte un tip pentru fiecare specie de particule a cărei temperatură de prag se află sub temperatura cosmică. Densitatea de energie a universului este în orice moment proporțională cu puterea a patra a temperaturii și cu numărul de specii de particule ale căror temperaturi de prag se află, în momentul respectiv, sub temperatura cosmică. Condiții de acest fel, cu temperaturi atît de ridicate încît perechile particulă-antiparticulă să fie la fel de răspîndite în echilibrul termic ca și fotonii, nu există niciunde în universul actual, poate doar cu excepția nucleelor stelelor care explodează. Avem totuși suficientă încredere în cunoștințele noastre de mecanică statistică pentru a ne simți siguri atunci cînd elaborăm teorii despre ce-a trebuit să se întîmple în asemenea condiții exotice ca cele din universul timpuriu.

Pentru a fi mai preciși, vom reține faptul că o antiparticulă ca pozitronul (e^+) se socotește ca o specie distinctă. De asemenea, particule ca fotonii și electronii există sub forma a două stări distincte de spin, care și ele trebuie numărate ca specii separate. În sfîrșit, particulele ca electronul (dar nu și fotonul) se supun unei reguli speciale, „principiul excluziunii al lui Pauli“,

care interzice ocuparea aceleiași stări de către două particule; această regulă scade în mod efectiv contribuția electronilor la densitatea totală de energie cu un factor de șapte optimi. (Principiul excluziunii împiedică electronii atomului să cadă toți pe pătura energetică cea mai joasă, el fiind deci responsabil pentru complicata structură în pături a atomilor, revelată în tabloul periodic al elementelor.)

Numărul efectiv de specii pentru fiecare tip de particulă este trecut în tabelul 1 de la pag. 169, alături de temperaturile de prag respective. Densitatea de energie a universului este proporțională cu puterea a patra a temperaturii și cu numărul *efectiv* de specii de particule ale căror temperaturi de prag se află sub temperatura universului.

Acum să ne punem întrebarea *cînd* a avut universul aceste temperaturi ridicate? Ceea ce guvernează rata expansiunii universului este balanța dintre cîmpul gravitațional și impulsul pe direcția expansiunii imprimat conținutului material al universului. Iar sursa cîmpului gravitațional o constituia, în momentele vechi ale universului, densitatea totală de energie a fotonilor, electronilor, pozitronilor etc. S-a văzut că densitatea de energie a universului depindea în mod esențial numai de temperatură, astfel încît temperatura cosmică poate fi folosită ca un fel de ceas care se răcește, în loc să ticăie, în timp ce universul se dilată. Mai explicit, se poate arăta că timpul necesar pentru ca densitatea de energie a universului să scadă de la o anumită valoare la alta este proporțional cu diferența dintre inversele rădăcinilor pătrate ale densităților de energie. (Vezi nota matematică 3, p. 183.) Dar am mai văzut că densitatea de energie este proporțională cu puterea a patra a temperaturii și cu numărul de specii de particule ale căror temperaturi de prag se află sub temperatura cosmică. Deci, atît timp cît temperatura nu atinge nici o valoare de prag, *timpul necesar universului pentru a se răci de la o temperatură la alta este proporțional*

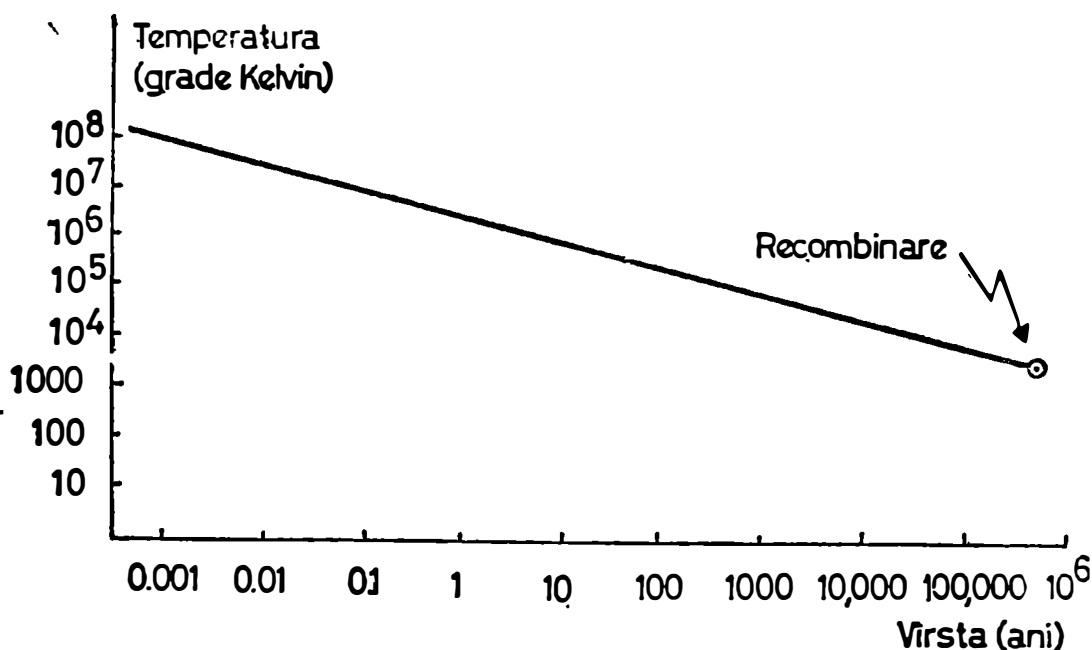


Fig. 8. *Era dominată de radiație*. Temperatura universului este aici reprezentată ca funcție de timp, începînd cu momentul imediat următor nucleosintezei și pînă la recombinarea nucleelor și electronilor în atomi.

cu diferența inverselor pătratelor acestor temperaturi. De exemplu, dacă se pornește de la temperatura de 100 de milioane de grade (mult sub temperatura de prag a electronilor) și găsim că au fost necesari 0,06 ani (22 de zile) pentru ca temperatura să scadă la 10 milioane de grade, atunci au fost necesari încă șase ani pentru ca temperatura să coboare la un milion de grade, alți 600 de ani pentru scăderea temperaturii la 100 000 de grade ș.a.m.d. Timpul total necesar pentru ca universul să se răcească de la 100 de milioane de grade la 3 000 °K (adică pînă la temperatura la care conținutul universului devenea transparent la radiație) a fost de 700 000 de ani. (Vezi fig. 8.) Desigur, atunci cînd scriu aici despre „ani” am în vedere un anumit număr de unități absolute de timp, ca, de exemplu, un anumit număr de perioade ale rotației unui electron în jurul nucleului în atomul de hidrogen. Avem de-a face cu o eră mult anterioară momentului în care pămîntul își va începe rotația în jurul soarelui.

Dacă în primele minute universul era cu adevărat compus dintr-un număr precis egal de particule și antiparticule, acestea s-ar fi anihilat toate, atunci când temperatura a scăzut sub 1000 de milioane de grade, și n-ar mai fi rămas nimic în afară de radiație. Există o dovadă foarte clară împotriva unui astfel de scenariu — faptul însuși al existenței noastre! Trebuie să fi existat un anume exces de electroni față de pozitroni, de protoni față de antiprotoni și de neutroni față de antineutroni, astfel încât să mai rămână ceva după anihilarea particulelor și antiparticulelor, pentru a alcătui materia universului actual. Pînă în acest loc din capitolul de față, am ignorat intenționat această cantitate comparativ mică de materie rămasă. Am făcut astfel o bună aproximație, dacă tot ceea ce urmărim este numai calcularea densității de radiație sau a ratei expansiunii universului timpuriu. Am văzut în capitolul precedent că densitatea de energie a particulelor nucleare nu a devenit comparabilă cu densitatea de energie a radiației pînă când universul nu s-a răcit la $4\,000^\circ\text{K}$. Totuși, micul adaus de particule nucleare și de electroni rămași merită o atenție specială din partea noastră, deoarece aceștia domină conținutul universului actual și, în particular, deoarece intră drept componente principale în alcătuirea autorului și a cititorului.

De îndată ce admitem posibilitatea unui exces de materie față de antimaterie în primele minute, ridicăm problema determinării listei detaliate de ingrediente ale universului timpuriu. Există literalmente sute de așa-numite particule elementare în lista publicată la fiecare șase luni de laboratorul Lawrence din Berkeley. Trebuie oare să specificăm cantitățile din fiecare tip de particule? Și de ce să ne oprim numai la particulele elementare — trebuie oare să specificăm și numărul fiecărui tip de atomi, de molecule, de sare și piper? În acest caz, putem foarte bine decide că universul este prea complicat și prea arbitrar pentru a merita să-l înțelegem.

Din fericire, universul nu este atât de complicat. Pentru a ști cum se poate scrie o rețetă a conținutului său, este însă necesar să ne gândim ceva mai mult la ce anume se înțelege prin condiția de echilibru termic. Am subliniat mai înainte cit de important este faptul că universul a trecut cândva printr-o stare de echilibru termic; această împrejurare ne permite să vorbim cu atât de multă încredere despre conținutul său în orice moment dat. Până acum, discuția noastră din acest capitol s-a axat pe o serie de aplicații ale proprietăților cunoscute ale materiei și radiației aflate în stare de echilibru termic.

Cînd ciocnirile sau alte procese aduc un sistem fizic într-o stare de echilibru termic, există totdeauna niște mărimi ale căror valori nu se schimbă. Una dintre aceste „cantități conservate“ este energia totală; chiar dacă, prin ciocniri, se poate transfera energie de la o particulă la alta, ciocnirile nu pot schimba energia totală a particulelor. Pentru fiecare astfel de lege de conservare există o cantitate care trebuie specificată înainte de deducerea proprietăților sistemului aflat în echilibru termic. Desigur, dacă o anumită cantitate nu se schimbă în timp ce sistemul se apropie de echilibrul termic, valoarea sa nu poate fi dedusă din condițiile de echilibru, ci trebuie specificată dinainte. Lucru cu adevărat remarcabil, *toate* proprietățile unui sistem în echilibru termic sînt unic determinate odată cu specificarea valorilor mărimilor care se conservă. Universul a trecut odinioară printr-o stare de echilibru termic, astfel încît, pentru a oferi o rețetă completă a conținutului său din vremuri îndepărtate, tot ce ne trebuie este să știm care au fost mărimile fizice care s-au conservat în timpul expansiunii universului și care erau valorile acestor mărimi.

De obicei, ca un substituent al conținutului total de energie al unui sistem în echilibru termic, noi folosim noțiunea de temperatură. Pentru tipul de sistem pe care l-am considerat cu deosebire pînă acum, constînd numai din radiație

și dintr-un număr egal de particule și antiparticule, temperatura este singura mărime de care avem nevoie pentru a deduce proprietățile de echilibru ale sistemului. Dar, în general, există și alte cantități care se conservă, în afară de energie, și este necesar să se specifice densitatea fiecăreia.

De exemplu, într-un pahar cu apă la temperatura camerei există reacții continui, în care o moleculă de apă se rupe într-un ion de hidrogen (un proton dezgolit, adică nucleul de hidrogen obținut prin smulgerea electronului din atom) și un ion de hidroxil (un atom de oxigen legat de un atom de hidrogen, avînd un electron în plus) sau în care ionii de hidrogen și de hidroxil se reunesc pentru a forma molecula de apă. Vom observa că, în fiecare reacție de acest fel, dispariția unei molecule de apă este întovărășită de apariția unui ion de hidrogen și viceversa, în timp ce ionii de hidrogen și ionii de hidroxil apar și dispar totdeauna împreună. Deci cantitățile care se conservă sînt: numărul total de molecule de apă *plus* numărul de ioni de hidrogen și numărul de ioni de hidrogen minus numărul de ioni de hidroxil. (Desigur, mai există și alte cantități care se conservă, cum ar fi numărul total de molecule de apă plus numărul de ioni de hidroxil, dar acestea sînt simple combinații ale celor două cantități fundamentale conservate.) Proprietățile paharului nostru de apă pot fi complet determinate dacă menționăm că temperatura este de 300°K (temperatura camerei în scara Kelvin), că densitatea moleculelor de apă plus aceea a ionilor de hidrogen este de $3,3 \times 10^{22}$ molecule sau ioni pe centimetrul cub (corespunzînd aproximativ apei la presiunea de la nivelul mării) și că densitatea ionilor de hidrogen *minus* cea a ionilor de hidroxil este zero (conform valorii zero a sarcinii totale). De exemplu, reiese că, în aceste condiții, există un ion de hidrogen la fiecare zece milioane (10^7) molecule de apă — aceasta fiind semnificația afirmației că pH-ul apei este 7. Observați că nu trebuie să menționăm acest din

urmă număr în rețeta noastră pentru un pahar cu apă; noi deducem proporția ionilor de hidrogen din regulile echilibrului termic. Pe de altă parte, nu putem deduce densitățile cantităților conservate din condițiile echilibrului termic — de exemplu, putem face densitatea moleculelor de apă plus aceea a ionilor de hidrogen ceva mai mare sau mai mică decât $3,3 \times 10^{22}$ molecule pe centimetru cub, ridicînd sau coborînd presiunea — astfel încît este necesară specificarea densității pentru a ști ce anume se află în pahar.

Acest caz ne ajută de asemenea să intuim înțelesul schimbător a ceea ce numim cantități care se „conservă”. De exemplu, dacă apa noastră se află la temperatura de cîteva milioane de grade, ca în interiorul unei stele, atunci este foarte ușor pentru molecule sau ioni să se disocieze, iar pentru atomii constituenți să-și piardă electronii. Cantitățile care se conservă sînt atunci numărul de electroni și de nuclee ale oxigenului și hidrogenului. Densitatea moleculelor de apă plus aceea a ionilor de hidroxil trebuie, în aceste condiții, *calculată* din legile mecanicii statistice în loc de a fi specificată dinainte; desigur, rezultă că această cantitate este foarte mică. De fapt, în aceste condiții au loc anumite reacții nucleare, drept care nici numărul de nuclee din fiecare specie nu este fixat în mod absolut, dar numărul nucleelor se schimbă de fapt atît de încet, încît o stea poate fi privită ca evoluînd treptat dintr-o stare de echilibru într-alta, tot de echilibru.

În sfîrșit, la temperaturi de mai multe mii de milioane de grade Kelvin, pe care le întîlnim în universul timpuriu, pînă și nucleele atomice se disociază prompt în constituenții lor, protonii și neutronii. Reacțiile decurg atît de rapid, încît materia și antimateria pot fi ușor create din pură energie, ori din nou anihilate. În aceste condiții, numărul de particule de orice fel nu se mai conservă. În locul acestora, legile revelante de conservare sînt puține, dar în schimb, sînt respectate în orice condiții. Se crede că au existat trei cantități care s-au conservat, ale căror densități

trebuie specificate în rețeta noastră pentru universul timpuriu.

1. *Sarcina electrică*. Putem crea sau distruge perechi de particule cu sarcini egale și de sens contrar, dar sarcina electrică totală nu se schimbă niciodată. (Putem fi mai siguri de această lege decât de celelalte, întrucît, dacă sarcina nu s-ar fi conservat, teoria larg acceptată a lui Maxwell asupra electricității și magnetismului n-ar avea sens.)

2. *Numărul barionic*. „Barionul“ este un termen larg, care include particulele nucleare, cum ar fi protonii și neutronii, împreună cu niște particule oarecum instabile și mai grele numite hiperoni. Barionii și antibarionii pot fi creați și distruși în perechi; tot ei se dezintegrează în alți barioni, ca în „dezintegrarea beta“ a nucleelor radioactive, în care un neutron se transformă într-un proton, sau invers. Totuși, numărul total de barioni *minus* numărul de antibarioni (antiprotoni, antineutroni, antihiperoni) nu se schimbă niciodată. Atribuim, prin urmare, protonului, neutronului și hiperonului un „număr barionic“ egal cu $+1$, iar antiparticulelor respective, numărul barionic -1 ; atunci regula spune că numărul barionic total nu se schimbă niciodată. Numărul barionic nu pare să aibă nici o semnificație dinamică asemănătoare sarcinii; atît cît știm, nu există nimic asemănător cu cîmpul electric sau magnetic care să fie produs de numărul barionic. Numărul barionic este un truc contabil — întreaga lui semnificație rezidă în faptul că se conservă¹.

3. *Numărul leptonic*. „Leptonii“ sînt particule ușoare negative, cum ar fi electronul și miuonul, plus o particulă electric neutră, de masă nulă, numită neutrino, ca și antiparticulele corespunzătoare, pozitronul, antimiuonul și antineutrino. În pofida masei și sarcinii lor nule, neutrinii și

¹ Vezi comentariul nr. 5. — *Nota trad.*

antineutrinii nu sînt fictivi, cum nu sînt fictivi nici fotonii; ei poartă energie și impuls ca orice altă particulă. Conservarea numărului de leptoni este o altă regulă contabilă — numărul total de leptoni minus numărul total de antileptoni nu se schimbă niciodată. (În 1962, experimentele cu fascicule de neutrini au revelat existența a cel puțin două tipuri de neutrino, un „tip electronic” și un „tip miuonic” și, corespunzător, a două tipuri de numere leptonice: numărul de leptoni electronici este egal cu numărul total al electronilor plus cel al neutrinilor de tip electronic, minus numărul antiparticulelor lor, pe cînd numărul de leptoni miuonic este egal cu numărul total al miuonilor plus cel al neutrinilor de tip miuonic, minus numărul antiparticulelor lor. Ambele numere par să fie conservate, dar acest lucru nu este absolut sigur.)

Un exemplu sugestiv al aplicării acestor reguli este furnizat de dezintegrarea radioactivă a unui neutron, n , într-un proton, p , un electron, e^- , și un antineutrino (de tip electronic) $\bar{\nu}_e$. Sarcina, numărul barionic și numărul leptonic pentru fiecare particulă sînt următoarele:

	$n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}_e$			
Sarcina	0	1	-1	0
Numărul barionic	+1	+1	0	0
Numărul leptonic	0	0	+1	-1

Cititorul poate verifica ușor egalitatea dintre suma cantităților care se conservă în starea finală și valoarea lor pentru neutron în starea inițială. Iată ce înțelegem, deci, prin conservarea unor mărimi. Legile de conservare sînt departe de a fi goale de conținut, întrucît ele ne spun că un mare

număr de reacții *nu* pot avea loc², așa cum sînt, de pildă, procesele de dezintegrare interzise, în care un neutron s-ar dezintegra într-un proton, un electron și mai mult decît un antineutrino³.

Spre a completa rețeta noastră pentru conținutul universului în orice moment dat, trebuie să specificăm deci sarcina, numărul barionic și numărul leptonic pe unitatea de volum, ca și temperatura din acel moment. Legile de conservare ne spun că, în orice volum care se dilată odată cu întreg universul, valorile acestor mărimi rămîn neschimbate. Prin urmare, sarcina, numărul barionic, ca și numărul leptonic pe *unitatea de volum* variază proporțional cu inversul cubului dimensiunii universului. Dar numărul fotonilor pe unitatea de volum se schimbă și el cu inversul cubului dimensiunii universului. (Am văzut în cap. al III-lea că numărul fotonilor pe unitatea de volum este proporțional cu cubul temperaturii, în timp ce, așa cum s-a remarcat la începutul acestui capitol, temperatura se schimbă invers proporțional cu dimensiunea universului.) Așadar, sarcina, numărul barionic și numărul leptonic, *raportate la un foton*, rămîn neschimbate, iar rețeta noastră poate fi obținută odată pentru totdeauna specificînd valoarea mărimilor conservate ca raport dintre acestea și numărul fotonilor.

(Strict vorbind, cantitatea care variază ca inversul cubului dimensiunii universului nu este numărul de fotoni pe unitatea de volum, ci *entropia* pe unitatea de volum. Entropia este o mărime fundamentală a mecanicii statistice, legată de gradul de dezordine dintr-un sistem fizic. Lăsînd la o parte un factor numeric convențional, entropia se obține cu o aproximație destul de bună

² Într-un context mai larg, legile de conservare sînt urmarea existenței unor simetrii ale sistemelor fizice considerate. Legea conservării impulsului, de exemplu, este consecința simetriei de translație, cea a conservării momentului cinetic rezultă din simetria de rotație ș.a. — *Nota trad.*

³ Fizicienii experimentatori caută astfel de procese interzise (dezintegrarea beta dublă fără neutrini) pentru a verifica legile de conservare. Vezi comentariul nr. 5. — *Nota trad.*

ca fiind egală cu numărul total al oricăror particule aflate în echilibru termic, particule materiale ca și fotoni, fiecare dintre acestea considerate cu ponderile indicate în tabelul 1, p. 169. Constantele pe care ar trebui să le folosim ca să caracterizăm universul nostru sînt rapoartele dintre sarcină și entropie, dintre numărul barionic și entropie și dintre numărul leptonic și entropie. Cu toate acestea, chiar și la temperaturi foarte înalte, numărul de particule materiale este de același ordin de mărime ca și cel al fotonilor, așa că nu vom comite o eroare serioasă dacă vom folosi numărul fotonilor, în loc de entropie, ca termen de comparație.)

Este ușor de estimat sarcina cosmică ce revine unui foton. După cîte știm, densitatea medie de sarcină este egală cu zero în tot universul. Dacă pămîntul și soarele ar fi avut un exces de sarcini pozitive în raport cu cele negative (sau vice-versa) de numai o parte dintr-un milion de milioane de milioane de milioane de milioane de ori (10^{36}), respingerea electrică dintre ele ar fi fost mai mare decît atracția lor gravitațională. Dacă universul este finit și închis, noi putem chiar să ridicăm această observație la rangul de teoremă. Sarcina totală a universului trebuie să fie zero, întrucît altfel liniile de forță electrice vor înconjura universul de atîtea ori, pînă vor obține un cîmp electric infinit. Dar indiferent dacă universul este deschis sau închis, este neîndoios că sarcina cosmică pe foton este neglijabilă.

Numărul de barioni pe un foton este de asemenea ușor de estimat. Singurii barioni *stabili* sînt nucleonii: protonul și neutronul și antiparticulele lor, antiprotonul și antineutronul. (Neutronul liber este de fapt instabil, cu o viață medie de 15,3 minute, dar forțele nucleare fac neutronul absolut stabil în nucleele atomice ale materiei obișnuite.) De asemenea, după cîte știm, nu există cantități apreciabile de antimaterie în univers. (Voi spune mai mult despre aceasta, mai tîrziu.) Deci numărul barionic al oricărei

părți a universului este în esență egal cu numărul particulelor nucleare. Am observat în capitolul precedent că în prezent fiecărei particule nucleare îi revin cîte 1 000 de milioane de fotoni din fondul de radiație de microunde (numărul exact nu este cunoscut încă), astfel încît numărul barionic pe foton este de circa o miime de milioane (10^{-9}).

Aceasta este o concluzie cu adevărat remarcabilă. Pentru a-i întrezări implicațiile, să considerăm un moment din trecut, cînd temperatura a fost deasupra celei de 10 milioane de milioane de grade (10^{13} °K), temperatura de prag pentru neutroni și protoni. Atunci universul ar fi conținut multe particule nucleare și antiparticule, aproximativ la fel de multe ca fotonii. Dar numărul barionic este *diferența* dintre numărul particulelor nucleare și numărul antiparticulelor. Dacă această diferență era de 1 000 de milioane de ori mai mică decît numărul fotonilor, și deci de 1 000 de milioane de ori mai mică decît numărul *total* de particule nucleare, atunci numărul particulelor nucleare îl depășea pe cel al antiparticulelor cu numai una la 1 000 de milioane. În această perspectivă, atunci cînd universul s-a răcit sub temperatura de prag a particulelor nucleare, toate antiparticulele s-au anihilat cu particulele corespunzătoare, lăsînd firavul exces de particule ca pe un reziduu care se va transforma în cele din urmă în lumea pe care o cunoaștem.

Apariția în cosmologie a unui număr atît de mic ca unu pe 1 000 milioane a condus pe unii teoreticieni la presupunerea că acest număr este în realitate zero — ceea ce înseamnă că universul ar conține cantități egale de materie și antimaterie. Atunci faptul că numărul barionic pe foton se dovedește a fi unu la 1 000 de milioane s-ar explica presupunînd că, un timp oarecare înainte de scăderea temperaturii cosmice sub temperatura de prag pentru particulele nucleare, s-a petrecut o segregare a universului în domenii diferite, unele cu un ușor exces de materie (cîteva părți la 1 000 de milioane) față de antimaterie,

altele cu un ușor exces de antimaterie față de materie. După ce temperatura a scăzut și cât mai multe posibil dintre perechile particulă-antiparticulă s-au anihilat, noi am fi rămas cu un univers cuprinzând domenii alcătuite din materie pură și domenii din antimaterie pură. În legătură cu această idee, necazul este că nimeni n-a observat semne ale existenței vreunei cantități apreciabile de antimaterie în vreo parte a universului. Razele cosmice care pătrund în atmosfera înaltă a pământului nostru sînt considerate că sosesco unele din locuri îndepărtate ale galaxiei noastre și altele, probabil, din afara galaxiei noastre. Razele cosmice sînt în proporție coplesitoare alcătuite din materie, și nu din antimaterie — dar, în realitate, nimeni n-a observat vreun anti-proton sau antineutron în razele cosmice. În plus, nu s-au găsit nici fotonii care ar fi fost produși de anihilarea materiei cu antimateria pe scară cosmică.

O altă posibilitate ar fi ca densitatea fotonilor (sau, mai corect, a entropiei) să nu fi rămas proporțională cu inversul cubului dimensiunii universului. Aceasta s-ar fi întîmplat dacă ar fi existat vreo abatere de la starea de echilibru termic, sau dacă un fel de frecare ori vîscozitate ar fi putut încălzi universul și ar fi produs fotoni suplimentari. În acest caz, numărul de barioni pe foton ar fi putut porni de la o valoare rezonabilă, poate din jurul lui unu, ca să scadă la valoarea sa joasă din prezent, pe măsură ce s-au produs noi fotoni. Dificultatea este că nimeni n-a putut sugera nici un mecanism detaliat de producere a fotonilor suplimentari. Cu cîțiva ani în urmă, am încercat să găsim unul, dar am suferit cel mai deplin insucces.

În cele ce urmează voi ignora toate aceste posibilități „nestandard” și voi presupune că numărul barionic pe foton este ceea ce pare să fie: o parte în 1 000 de milioane.

Ce se-ntîmplă cu densitatea de leptoni a universului? Faptul că universul nu are sarcină electrică ne arată imediat că în momentul de față

există cu precizie cîte un electron încărcat negativ pentru fiecare proton încărcat pozitiv. Circa 87% din particulele universului prezent sînt protoni, astfel încît numărul electronilor este apropiat de numărul total al particulelor nucleare. Dacă electronii ar fi singurii leptoni din universul nostru, am conchide imediat că numărul leptonilor pe foton este aproape egal cu numărul barionilor pe foton.

Există totuși și un alt tip de particule stabile, în afară de electron și de pozitron, care poartă un număr leptonic diferit de zero. Neutrînul și antiparticula sa, antineutrînul, sînt particule neutre electric și cu masa zero, ca fotonul, dar avînd numerele leptonice respectiv $+1$ și -1 . Atunci, pentru a determina densitatea numărului de leptoni a universului actual, trebuie să știm cîteva lucruri despre populațiile de neutrîni și antineutrîni.

Din nefericire, aceste informații sînt extraordinar de dificil de obținut. Neutrînul este ca și electronul, în sensul că nici el nu simte forțele nucleare tari care țin împreună neutronii și protonii în nucleul atomic. (În continuare, voi folosi cuvîntul „neutrîno“ atît pentru neutrîno, cît și pentru antineutrîno). Totuși, spre deosebire de electron, neutrînul este electric neutru, astfel încît el nu simte nici forțele electrice sau magnetice cum sînt acelea care țin laolaltă electronii din nucleeele atomice. De fapt, neutrînii nu reacționează prea mult la nici o forță. Asupra lor acționează, ca asupra oricărei particule din univers, forța de gravitație, ca și forța slabă, responsabilă pentru procese cum ar fi dezintegrarea neutronului, menționată mai înainte (p. 108), dar aceste forțe interacționează doar firav cu materia obișnuită. Exemplul care este deseori folosit pentru a arăta cît de slab interacționează neutrînii este următorul: pentru a avea o șansă apreciabilă de a opri sau difuza orice neutrîno produs într-un proces radioactiv oarecare, va trebui pus în calea lui plumb cu grosimea de cîteva ani-lumină. Soarele radiază în mod con-

tinuu neutrini, produși atunci cînd protonii se transformă în neutroni în reacțiile nucleare din miezul soarelui; acești neutrini ne iradiază *de sus* în timpul zilei și *de jos* noaptea, cînd soarele este de cealaltă parte a pămîntului, întrucît pămîntul este total transparent la neutrini. Existența neutrinelor a fost presupusă de Wolfgang Pauli cu mult înaintea observării lor, ipoteză făcută pentru a satisface bilanțul energetic într-un proces ca dezintegrarea neutronului. Numai către sfîrșitul anilor '50 a devenit posibilă detectarea directă a neutrinelor și a antineutrinelor, prin producerea unor cantități atît de mari în reactorii nucleari sau în acceleratori încît, în cele din urmă, cîteva sute de neutrini sînt stopați în aparatele de detecție.

Data fiind extraordinara slăbiciune a interacției, este ușor să ne imaginăm ce număr imens de neutrini și antineutrini poate umple universul din jurul nostru fără ca să avem vreun indiciu al prezenței lor. Este posibil să se pună o anumită limită superioară nesigură asupra numărului neutrinelor și antineutrinelor: dacă aceste particule ar fi prea numeroase, atunci anumite procese de dezintegrare nucleară slabă ar fi ușor afectate și, în plus, expansiunea cosmică ar fi frînată mai repede decît se observă. Aceste limite superioare nu exclud totuși posibilitatea existenței unui număr de neutrini ori/și de antineutrini egal cu cel al fotonilor și cu energii asemănătoare.

În pofida acestor remarci, este uzual pentru cosmologi să considere că numărul leptonic (numărul electronilor, al miuonilor și neutrinelor, *minus* numărul lor corespunzător de antiparticule) pe foton este mic, mult mai mic decît unu. Această judecată este bazată pe pură analogie: dacă numărul barionic pe foton este mic, de ce n-ar fi mic și numărul leptonic pe foton? Aceasta este una din cele mai puțin sigure ipoteze care se fac în „modelul standard“, dar, din fericire, chiar dacă ar fi falsă, tabloul general pe care-l deducem s-ar schimba numai în detalii.

Desigur, deasupra temperaturii de prag pentru electroni, existau mulți leptoni și antileptoni — aproape la fel de mulți ca și electronii și pozitronii și fotonii. De asemenea, în aceste condiții, universul era atât de fierbinte și dens, încît pînă și fantomaticii neutroni atingeau echilibrul termic; prin urmare, existau, de asemenea, la fel de mulți neutrini sau antineutrini ca și fotonii. Presupunerea făcută în cadrul modelului standard este aceea că doar numărul leptonic (adică *diferența* dintre numerele leptonilor și antileptonilor) a fost și a rămas mult mai mic decît numărul fotonilor. Ar fi putut exista un mic exces de leptoni față de antileptoni, asemănător micului exces de barioni față de antibarioni, menționat mai înainte, excесе care au supraviețuit pînă în prezent. În plus, neutrinii și antineutrinii interacționează atât de puțin, încît cei mai mulți dintre ei au scăpat anihilării, caz în care astăzi ar exista un număr egal de neutrini și antineutrini comparabil cu numărul fotonilor. Vom vedea în capitolul următor că așa se și crede că se prezintă situația, deși nu pare să se întrevadă în viitorul previzibil nici cea mai mică șansă de a pune în evidență numărul mare de neutrini și antineutrini din jurul nostru.

Aceasta este, pe scurt, rețeta noastră pentru conținutul universului timpuriu. Luați o sarcină pe foton egală cu zero, un număr barionic pe foton egal cu o parte în 1 000 de milioane și un număr leptonic pe foton neprecizat, dar mic. Ridicați temperatura mult peste temperatura prezentă (3°K) a fondului de radiație, proporțional cu raportul dintre dimensiunea actuală a universului și dimensiunea la momentul considerat. Amestecați bine, astfel încît distribuțiile separate ale particulelor de diverse tipuri să fie determinate de condițiile echilibrului termic. Puneți totul într-un univers în expansiune, cu o viteză de dilatare guvernată de cîmpul gravitațional produs de acest mediu. După o așteptare suficient de lungă, fiertura se va preface în universul nostru de azi.

PRIMELE TREI MINUTE

Acum sîntem pregătiți pentru a urmări cursul evoluției cosmice de-a lungul primelor sale trei minute. Evenimentele se succed mult mai iute la început decît mai tîrziu, astfel încît nu ne va fi de prea mult folos să prezentăm imagini luate la intervale egale de timp, ca într-un film obișnuit. În schimb, vom potrivi viteza filmului nostru după temperatura în scădere a universului, reglînd aparatul pentru a obține o fotografie de fiecare dată cînd temperatura scade cu un factor aproximativ egal cu trei.

Din păcate, nu pot porni filmul la momentul zero și la o temperatură infinită. Deasupra temperaturii de prag de o mie cinci sute de mii de milioane de grade Kelvin ($1,5 \times 10^{12} \text{ }^\circ\text{K}$), universul ar conține un număr mare de particule cunoscute sub numele de mezoni π , care cîntăresc cam cît o șeptime dintr-o particulă nucleară. (Vezi tabelul 1, p. 169.) Spre deosebire de electroni, pozitroni, miuoni și neutrini, mezonii π interacționează foarte puternic unul cu celălalt și cu particulele nucleare — de fapt, schimbul continuu de mezoni π dintre particulele nucleare este acela care răspunde de existența forței de atracție ce menține strîns împreună particulele componente ale nucleului atomic. Prezența unui număr mare de astfel de particule în interacție puternică face extraordinar de dificilă calcularea comportării materiei la temperaturi supraînalte, astfel încît, pentru a evita probleme matematice atît de delicate, voi începe povestirea din acest capi-

tol cu momentul situat la circa o sutime de secundă de la început, cînd temperatura scăzuse la o limită de o sută de mii de milioane grade Kelvin, suficient de jos față de temperaturile de prag pentru mezonii π , pentru miuoni și pentru toate particulele mai grele. În cap. al VII-lea voi spune cîte ceva despre ceea ce cred fizicienii teoreticieni că s-ar fi petrecut în momente și mai apropiate față de adevăratul început.

Cu aceste lămuriri, să pornim filmul.

PRIMUL CADRU. Temperatura universului este 100 000 de milioane de grade Kelvin (10^{11} °K). Universul este mai simplu și mai ușor de descris decît oricînd. El este plin cu o supă nediferențiată de materie și radiație, fiecare particulă din supă ciocnindu-se foarte rapid cu celelalte particule. Astfel, în pofida expansiunii sale rapide, universul se află într-o stare de echilibru termic aproape perfect. Conținutul universului este deci dictat de regulile mecanicii statistice și nu depinde de loc de ceea ce s-a petrecut înainte de primul cadru. Tot ceea ce trebuie să știm se rezumă la temperatură (10^{11} °K) și la faptul că mărimile care se conservă — sarcina, numărul barionic și numărul leptonic — sînt foarte mici sau egale cu zero.

Sînt abundente acele particule ale căror temperaturi de prag sînt sub 10^{11} °K; acestea sînt electronul și antiparticula sa, pozitronul, și, desigur, particulele fără masă: fotonul, neutrinel și antineutrinel. (Vezi din nou tabelul 1, p. 169.) Universul este atît de dens, încît pînă și neutrinii, care pot călători ani întregi prin cărămizi de plumb fără să fie difuzați, sînt ținuți în echilibru termic cu electronii, pozitronii și fotonii prin ciocniri rapide cu aceștia, ca și între ei înșiși. (Din nou, voi scrie uneori mai scurt „neutrini”, înțelegînd prin aceasta și antineutrinii.)

O altă simplificare importantă constă în aceea că temperatura de 10^{11} °K se află mult deasupra temperaturii de prag pentru electroni și pozitroni. Rezultă că aceste particule, la fel ca fotonii

și neutrinii, se comportă exact ca tot atâtea tipuri diferite de radiație. Care este densitatea de energie a acestor diverse tipuri de radiație? Conform tabelului 1, p. 169, electronii și pozitronii contribuie împreună cu $\frac{7}{4}$ din energia fotonilor, iar neutrinii și antineutrinii contribuie cu tot atît, astfel încît densitatea totală de energie este mai mare decît densitatea de energie a radiației electromagnetice pure la această temperatură cu un factor egal cu:

$$\frac{7}{4} + \frac{7}{4} + 1 = \frac{9}{2}$$

Legea lui Stefan-Boltzmann (vezi cap. al III-lea) dă pentru densitatea de energie a radiației electromagnetice la temperatura de 10^{11} °K o valoare egală cu $4,72 \times 10^{44}$ electronvolți pe litru, drept care densitatea totală de energie a universului la această temperatură a fost de $9/2$ ori mai mare, adică 21×10^{44} electronvolți pe litru. Aceasta din urmă este echivalentă cu o densitate de masă de 3,8 mii de milioane kilograme pe litru, adică de 3,8 mii de milioane de ori mai mare decît densitatea apei în condițiile terestre normale. (Cînd menționez energia dată ca fiind echivalentă cu o masă dată, înțeleg, desigur, că energia respectivă, E , ar fi eliberată prin convertirea completă a masei în energie, legătura dintre ele fiind aceea din formula lui Einstein, $E = mc^2$). Dacă muntele Everest ar fi alcătuit dintr-o materie atît de densă, atracția lui gravitațională ar distruge pămîntul.

În primul cadru, universul se dilată rapid și se răcește. Rata expansiunii sale este stabilită de condiția ca fiecare particică a universului să călătorească spre în afară, avînd exact viteza de fugă. La enorma densitate din primul cadru, viteza de fugă este, desigur, foarte mare, timpul caracteristic de expansiune fiind de circa 0,02 secunde. (Vezi nota matematică 3, p. 183. „Timpul caracteristic de expansiune“ poate fi definit aproximativ ca de 100 de ori timpul în care dimensiunea universului ar crește cu 1%. Mai

precis, „timpul caracteristic de expansiune“ este inversul „constantei“ lui Hubble din epoca respectivă. După cum s-a remarcat în cap. al II-lea, vîrsta universului este totdeauna mai mică decît timpul caracteristic de expansiune, întrucît gravitația încetinește continuu expansiunea.)

Există, în timpul primului cadru, un număr mic de particule, în jur de un proton sau neutron pentru fiecare 1 000 de milioane de fotoni, ori electroni, ori neutrini. Pentru a prezice abundența elementelor chimice formate în universul timpuriu, va trebui să cunoaștem de asemenea proporțiile relative ale neutronilor și protonilor. Neutronul este mai greu decît protonul, cu o diferență a maselor dintre ele echivalentă cu energia de 1,239 milioane electronvolți. Totuși, la temperatura de 10^{11} °K, energia caracteristică a electronilor, pozitronilor ș.a.m.d. este mult mai mare, de circa 10 milioane de electronvolți (valoare obținută înmulțind constanta lui Boltzmann cu temperatura). Ca urmare, ciocnirile neutronilor și protonilor cu electronii, pozitronii etc., vor produce cu rapiditate tranziții din protoni în neutroni și viceversa. Cele mai importante reacții sînt:

Un antineutrino plus un proton dau naștere unui pozitron plus un neutron

(și viceversa)

Un neutrino plus un neutron dau naștere unui electron plus un proton

(și viceversa)

Ținînd seamă de ipoteza noastră că numărul total de leptoni și sarcina raportate la un foton sînt foarte mici, deducem că există aproape exact la fel de mulți neutrini și antineutrini, la fel de mulți pozitroni și electroni, astfel încît tranzițiile de la protoni la neutroni sînt tot atît de rapide ca și cele de la neutroni la protoni. (Dezintegrarea radioactivă a neutronului poate fi aici ignorată, întrucît durează circa 15 minute, iar noi ne aflăm la o scară a timpului de sutimi de secundă.) Echilibrul pretinde atunci ca numărul protonilor să fie egal cu cel al neutronilor de-a

lungul primului cadru. Aceste particule nucleare nu sînt încă legate în nuclee; energia cerută pentru a rupe în componenți un nucleu tipic este de numai șase pînă la opt milioane electron-volți pe particulă nucleară, ceea ce revine mult mai puțin decît energiile termice caracteristice de la 10^{11} °K, drept care nucleele complexe sînt distruse de îndată ce se formează.

Este firesc să ne întrebăm cît de mare era universul în perioade foarte vechi. Din nefericire, nu știm și nici nu sîntem siguri că întrebarea ar avea vreun sens. Așa cum se arată în cap. al II-lea, universul poate foarte bine să fie infinit în ziua de astăzi, caz în care ar fi fost infinit și în timpul primului cadru, și atunci va fi întotdeauna infinit. Pe de altă parte, este posibil ca acum universul să aibă o circumferință finită, estimată uneori la circa 125 de mii de milioane de ani-lumină. (Circumferința este distanța pe care trebuie să călătorești în linie dreaptă pînă a te afla din nou în punctul de plecare. Această estimatie se bazează pe valoarea prezentă a constantei lui Hubble, folosind ipoteza că densitatea universului este de circa două ori mai mare decît valoarea sa „critică“.) Întrucît temperatura universului scade invers proporțional cu dimensiunea sa, circumferința universului în timpul primului cadru era mai mică decît în prezent într-un raport egal cu raportul dintre temperatura de atunci (10^{11} °K) și temperatura actuală (3 °K); ceea ce face circumferința din primul cadru egală cu circa patru ani-lumină. Nici un detaliu al istoriei evoluției cosmice din primele cîteva minute nu depinde de mărimea circumferinței universului, fie ea infinită, ori finită și avînd numai cîteva ani-lumină.

AL DOILEA CADRU. Temperatura universului este de 30 000 de milioane de grade Kelvin (3×10^{10} °K). De la primul cadru au trecut 0,11 secunde. Nimic nu s-a schimbat din punct de vedere calitativ — conținutul universului este încă dominat de electroni, pozitroni, neutrini.

Aug 24 1894



May 30 1916



Mișcarea proprie a stelei Barnard : Poziția stelei Barnard (indicată de săgeata albă) este prezentată în două fotografii luate la un interval de 22 de ani. Schimbarea poziției stelei Barnard față de stelele mai strălucitoare de pe fondul cerului se vede limpede. În acești 22 de ani, direcția spre steaua Barnard s-a schimbat cu 3,7 minute de arc ; în acest fel, „mișcarea proprie“ este de 0,17 minute de arc pe an. (Fotografii ale observatorului Yerkes.)



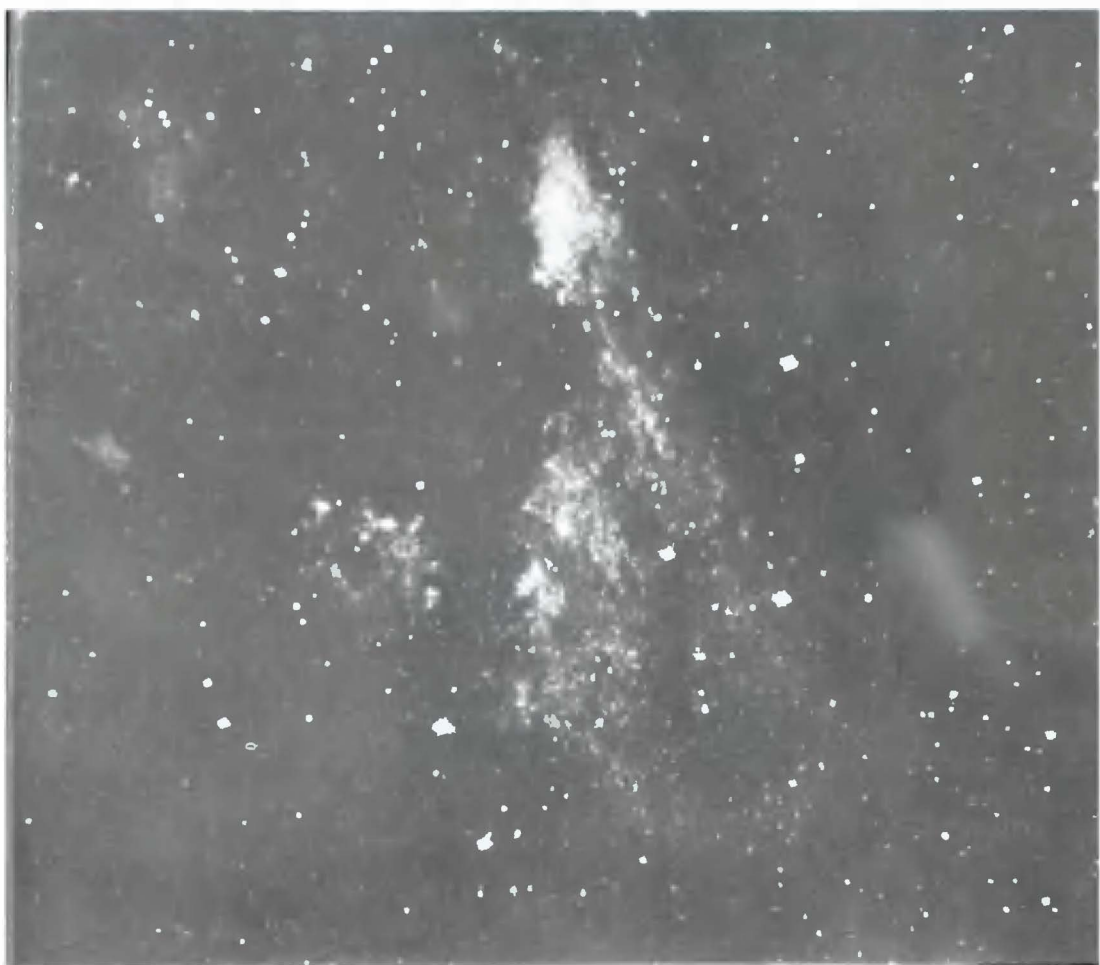


Galaxia spirală M104 : Aceasta este un sistem uriaș de aproximativ o sută de miliarde de stele, foarte asemănătoare galaxiei noastre, dar aflată la o distanță de vreo 60 de milioane de ani-lumină față de noi. Din unghiul nostru de vedere, M104 apare aproape pe muchie, fiind evidentă atât prezența haloului sferic strălucitor, cât și a discului turtit. Discul este marcat cu zone întunecate de praf, foarte asemănătoare cu regiunile întunecate ale galaxiei noastre, așa cum se văd ele în precedenta fotografie.

Fotografia de față a fost obținută cu reflectorul de 60 de țoli de pe muntele Wilson din California. (Fotografie a observatorului Yerkes.)

← *Calea Lactee în zona Săgetătorului* : Această fotografie prezintă Calea Lactee în direcția centrului galaxiei noastre, înspre constelația Săgetătorului. Turtirea galaxiei este evidentă. Regiunea întunecată situată în planul Căii Lactee apare din cauza norilor de praf care absorb lumina de la stelele din spatele lor. (Fotografie a observatoarelor Hale.)





Detaliu al galaxiei din Andromeda : Această fotografie reprezintă o parte a galaxiei M31 din Andromeda, corespunzătoare colțului din dreapta jos (regiunea sudică) din fotografia precedentă. Obținută cu telescopul de 100 de țoli ¹ de pe muntele Wilson, această fotografie are suficientă rezoluție ca să evidențieze stele separate în brațele spirale ale lui M31. Studiul unor astfel de stele, efectuat de Hubble în 1923, a arătat în mod definitiv că M31 este o galaxie mai mult sau mai puțin asemănătoare cu galaxia noastră și că nu constituie o parte exterioară a propriei noastre galaxii. (Fotografie a observatoarelor Hale.)

Marea galaxie M31 din Andromeda : Aceasta este galaxia mare cea mai apropiată de Pământ. Cele două pete strălucitoare, în dreapta sus și respectiv mai jos de centru, sînt două galaxii mai mici, NGC 205 și 221, ținute în orbită de cîmpul gravitațional al lui M31. Alte pete strălucitoare din fotografie sînt obiecte din planuri apropiate, stele din galaxia noastră care se întîmplă să se afle între Pământ și M31. Această fotografie a fost luată cu telescopul de 48 de țoli ² la Palomar. (Fotografie a observatoarelor Hale.)

¹ Aprox. 252 cm. — *Nota trad.*

² Aprox. 120 cm. — *Nota trad.*

AGLOMERAREA DE NEBULOASE DIN

DISTANȚA
ÎN ANI-
LUMINĂ

DEPLASĂRILE SPRE ROȘU

H + K

FECIOARA

1 200 KM/S

1 000 000 000

URSA MARE

15 000 KM/S

1 400 000 000

COROANA BOREALĂ

22 000 KM/S

2 500 000 000

BOOTES

39 000 KM/S

3 960 000 000

HIDRA

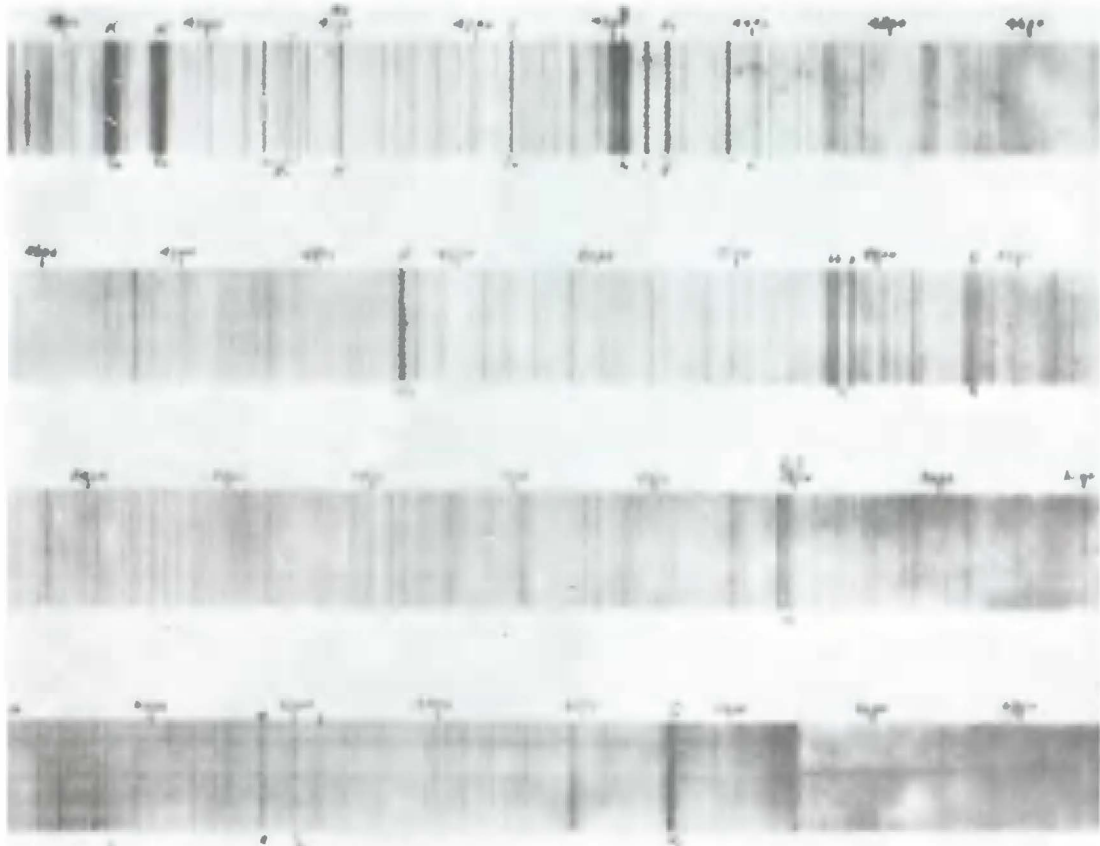
61 000 KM/S

Relația dintre deplasarea spre roșu și distanța. Aici sînt prezentate galaxiile strălucitoare din cinci aglomerări de galaxii laolaltă cu spectrele lor. Spectrele galaxiilor sînt pete lungi albe, întretăiate de cîteva linii verticale scurte și întunecate. Fiecare poziție de pe aceste spectre corespunde luminii cu o anumită lungime de undă de la galaxie; dungile negre verticale apar din cauza absorbției luminii în atmosfera stelelor din galaxiile respective. (Liniile verticale strălucitoare de deasupra și de dedesubtul fiecărui spectru al galaxiilor sînt spectre standard de comparație suprapuse spectrelor galaxiilor pentru a facilita determinarea lungimilor de undă.) Săgețile de sub fiecare spectru indică deplasarea de la stînga, din poziția lor normală, a două linii specifice de absorbție (liniile H și K ale calciului) spre partea dreaptă (roșie) a capătului spectrului. Dacă este interpretată ca un efect Doppler, deplasarea spre roșu a acestor linii indică viteze de la 1 200 de km/s pentru galaxia din constelația Fecioarei pînă la 61 000 de km/s pentru Hidra. Cu o deplasare spre roșu proporțională cu distanța, aceasta arată că galaxiile prezentate în figură se află la distanțe succesiv mai mari. (Distanțele sînt calculate aici luînd pentru constanta lui Hubble



Antena radio de la Princeton : Aceasta este o fotografie a primului experiment de la Princeton, care a căutat dovezi ale existenței fondului de radiație cosmică. Mica antenă în formă de corn este montată cu fața în sus pe o platformă de lemn. Wilkinson se află sub antenă și ceva mai la dreapta ; Roll, aproape ascuns după aparat, este chiar sub antenă. Cilindrul strălucitor cu vîrf conic este o parte din echipamentul criogenic folosit pentru a menține o sursă de referință cu heliu lichid, a cărui radiație să poată fi comparată cu aceea a cerului. Acest experiment a confirmat prezența fondului de radiație de 3°K la o lungime de undă mai mică decît au făcut-o Penzias și Wilson. (Fotografie a Universității Princeton.)

15,3 km/s pe un milion de ani-lumină.) Această interpretare este susținută de faptul că galaxiile apar din ce în ce mai mici și mai puțin luminoase, pe măsura creșterii deplasării spre roșu. (Fotografie a observatoarelor Hale.)



Spectrul soarelui: Această fotografie prezintă lumina de la soare, despicată în diversele ei lungimi de undă cu ajutorul unui spectrograf cu focarul de 13 picioare¹. În medie, intensitatea la diferite lungimi de undă este aproape aceeași cu aceea emisă de orice corp total opac (sau „negru”) la temperatura de 5 800°K. Cu toate acestea, liniile verticale negre, liniile „Fraunhofer”, din acest spectru arată că lumina de la suprafața soarelui este absorbită într-o regiune exterioară, relativ rece și parțial transparentă, denumită și stratul de inversiune. Fiecare linie întunecată apare din cauza absorbției selective a luminii la o lungime de undă bine definită; cu cât linia este mai întunecată, cu atât este mai intensă absorbția. Lungimile de undă sînt indicate deasupra spectrului în Angstromi (10^{-8} cm). Multe dintre linii sînt identificate ca datorate absorbției luminii de către elemente determinate, cum ar fi calciul (Ca), fierul (Fe), hidrogenul (H), magneziul (Mg), sodiul (Na). Parțial, prin studiul acestor linii de absorbție, se pot estima abundențele cosmice ale diferitelor elemente chimice. Liniile corespunzătoare de absorbție din spectrele galaxiilor îndepărtate sînt deplasate de la pozițiile lor normale către lungimi de undă mai mari; din această abatere spre roșu, deducem expansiunea universului. (Fotografie a observatoarelor Hale.)

¹ Aprox. 4 m. — Nota trad.

antineutrini și fotoni, toți în stare de echilibru termic și toți aflați mult peste temperaturile lor de prag. Rezultă că densitatea de energie a scăzut proporțional cu puterea a patra a temperaturii pînă la 30 de milioane de ori densitatea de energie conținută în masa de repaus a apei obișnuite. Rata expansiunii a scăzut cu pătratul temperaturii, astfel încît timpul caracteristic de expansiune s-a mărit pînă la circa 0,2 secunde. Numărul mic de particule nucleare nu este încă legat în nuclee, dar, odată cu scăderea temperaturii, este mult mai probabil pentru neutroni, care sînt mai grei, să se transforme în protoni, care sînt mai ușori. Balanța particulelor nucleare s-a deplasat prin urmare la 38 % neutroni și 62 % protoni.

AL TREILEA CADRU. Temperatura universului este de 10000 milioane grade Kelvin (10^{10} °K). Au trecut 1,09 secunde de la primul cadru. În acest timp, densitatea și temperatura au scăzut, permițînd creșterea timpului liber mijlociu al neutrinilor și antineutrinilor atît de mult, încît aceștia au început să se comporte ca niște particule libere, fără să mai fie în echilibru termic cu electronii, pozitronii sau fotonii. Din momentul acesta, ei vor înceta să joace vreun rol activ în povestirea noastră, cu excepția faptului că energia lor va continua să furnizeze o parte din cîmpul gravitațional al universului. Nu se schimbă prea multe atunci cînd neutrinii ies din echilibrul termic. (Înainte a acestei „decuplări“, lungimile de undă tipice ale neutrinilor erau invers proporționale cu temperatura, iar cum temperatura se modifica invers proporțional cu dimensiunea universului, lungimile de undă ale neutrinilor creșteau direct proporțional cu dimensiunea universului. După decuplare, neutrinii se dilată liber, dar deplasarea generală spre roșu le va lărgi lungimile de undă direct proporțional cu dimensiunea universului. Aceasta ne arată că nu este foarte important să se determine momentul precis al decuplării neutrinului, ceea ce este îmbucură-

tor, intrucît altfel ar trebui cunoscute detalii ale teoriei interacțiilor neutrinelui, care nu sînt în întregime lămurite.)

Densitatea totală de energie este mai mică decît în al doilea cadru cu un factor egal cu puterea a patra a raportului temperaturilor, astfel încît ajunge echivalentă cu de 380 000 de ori densitatea de masă a apei. Timpul caracteristic de expansiune al universului crește corespunzător la circa două secunde. Temperatura este acum numai de două ori mai mare decît temperatura de prag a electronilor și a pozitronilor, astfel încît aceștia încep să se anihileze mult mai repede decît pot fi creați din nou din radiație.

Universul este încă prea fierbinte pentru ca neutronii și protonii să se lege între ei în nuclee atomice pentru un timp prea lung. Temperatura în descreștere a permis acum deplasarea balanței dintre neutroni și protoni la 24 % neutroni și 76 % protoni.

AL PATRULEA CADRU. Temperatura universului atinge acum 3 000 de milioane de grade Kelvin (3×10^9 °K). De la primul cadru s-au scurs 13,82 secunde. Ne aflăm sub temperatura de prag pentru electroni și pozitroni, în consecință ei dispar rapid și nu mai constituie componente majore ale universului. Energia eliberată de anihilarea lor încetinește ritmul de răcire al universului, astfel încît neutrinii, care nu mai primesc acum nimic din această energie suplimentară, sînt cu circa 8 % mai reci decît electronii, pozitronii și fotonii. De acum înainte, cînd ne vom referi la temperatura universului, vom înțelege prin aceasta temperatura *fotonilor*. Odată cu dispariția rapidă a electronilor și pozitronilor, densitatea de energie a universului scade ceva mai repede decît puterea a patra a temperaturii.

Acum universul este destul de rece pentru ca să se formeze diverse nuclee stabile, ca heliul (He^4), dar aceasta nu se-ntîmplă imediat. Motivul este că universul se dilată atît de repede, încît nucleele pot fi formate numai într-o serie de

reacții rapide la care iau parte două particule. De exemplu, un proton și un neutron pot forma un nucleu de hidrogen greu, numit și deuteriu, cu energia suplimentară și impulsul suplimentar preluate de un foton. Nucleul de deuteriu se poate apoi ciocni cu un proton sau cu un neutron, formînd fie un nucleu de izotrop ușor al heliului (He^3), care constă din doi protoni și un neutron, fie izotopul cel mai greu al hidrogenului, numit tritiu (H^3), format dintr-un proton și doi neutroni. În sfîrșit, heliul trei se poate ciocni cu un neutron și tritiul se poate ciocni cu un proton, în ambele cazuri luînd naștere nucleul heliului obișnuit (He^4), constînd din doi protoni și doi neutroni. Dar, pentru ca acest lanț de reacții să aibă loc, este necesară inițierea primului pas, producerea de deuteriu.

Heliul obișnuit fiind, așa cum am afirmat, un nucleu strîns legat, el poate cu adevărat rezista nedezmembrat și la temperatura celui de-al treilea cadru. Totuși, tritiul și heliul trei sînt mult mai puțin strîns legați, iar deuteriul este deosebit de slab legat. (Pentru a desface nucleul de deuteriu este necesară numai a noua parte din energia de separare a unui singur nucleon din nucleul de heliu.) La temperatura celui de-al patrulea cadru, de 10^{10} °K, nucleele de deuteriu sînt spulberate de îndată ce se formează, astfel încît nici nucleele mai grele n-au șanse să se producă. Neutronii se transformă încă în protoni, deși procesul acesta decurge mai lent decît înainte; balanța este acum la 17% neutroni și 83% protoni.

AL CINCILEA CADRU. Temperatura universului atinge acum 1 000 de milioane de grade Kelvin (10^9 °K), devenind numai de 70 de ori mai fierbinte decît este azi centrul Soarelui. De la primul cadru au trecut trei minute și două secunde. Electronii și pozitronii aproape că au dispărut, iar componenții principali ai universului sînt acum fotonii, neutrinii și antineutrinii. Energia eliberată în anihilarea electron-pozitron

a ridicat temperatura fotonilor, făcînd-o cu 35% mai mare decît aceea a neutrinilor.

Universul este acum îndeajuns de rece pentru ca tritiul și heliul trei, ca și heliul obișnuit să fie stabili, dar „strîmtoarea deuteriului“ acționează încă: nucleele de deuteriu nu se mențin suficient pentru a permite formarea vreunui număr apreciabil de nuclee mai grele. Ciocnirile neutronilor și protonilor cu electronii, neutrinii și cu antiparticulele lor aproape că au încetat, dar dezintegrarea neutronului liber începe să fie importantă; la fiecare 100 secunde, 10% din neutronii rămași se vor dezintegra în protoni. Balanța neutroni-protoni indică acum 14% neutroni și 86% protoni.

CEVA MAI TÎRZIU. Scurt timp după cel de-al cincilea cadru, se petrece un eveniment dramatic: temperatura scade pînă la punctul de la care nucleele de deuteriu se pot menține stabile. După ce „strîmtoarea deuteriului“ a fost trecută, nucleele mai grele se pot construi rapid, pe calea lanțului de reacții dintre două particule, descris în al patrulea cadru. Totuși, nucleele mai grele decît heliul nu se pot forma în număr apreciabil din cauza altor „strîmtori“: nu există nuclee stabile alcătuite din cinci sau opt particule nucleare. Prin urmare, de îndată ce temperatura atinge punctul de la care deuteriul poate fi format, aproape toți neutronii rămași sînt imediat pregătiți în nuclee de heliu. Temperatura precisă la care se întîmplă acest proces depinde în mică măsură de numărul de particule ce revin la un foton, întrucît o densitate mare de particule ar face doar ceva mai ușoară formarea nucleelor. (Acesta este motivul pentru care am identificat imprecis acest moment ca fiind „ceva mai tîrziu“ decît cel de-al cincilea cadru.) Pentru o abundență de 1 000 de milioane de fotoni la o particulă nucleară, nucleosinteza va începe la o temperatură de 900 de milioane grade Kelvin ($0,9 \times 10^9$ °K).

Între timp, trecuseră trei minute și patruzeci și șase de secunde de la primul cadru. (Cititorul va trebui să-mi ierte lipsa de precizie din titlul *Primele trei minute*, dat acestei cărți. Sună mai bine decât *Primele trei minute și trei sferturi*). Dezintegrarea neutronului deplasase (înainte de începerea nucleosintezei) proporția neutroni-protoni la 13% neutroni și 87% protoni. După nucleosinteză, fracțiunea în greutate a heliului este egală cu fracțiunea acelor particule nucleare care compun heliul: jumătate sînt neutroni și aproape toți neutronii sînt legați în heliu, astfel încît fracțiunea (în greutate) a heliului este dublul fracțiunii neutronilor din totalul particulelor nucleare, sau 26%. Dacă densitatea particulelor nucleare ar fi fost ceva mai mare, nucleosinteza ar fi început ceva mai devreme, cînd încă nu se dezintegraseră atît de mulți neutroni, astfel încît, ca rezultat, s-ar fi produs ceva mai mult heliu, dar, probabil, nu mai mult de 28% în greutate. (Vezi fig. 9.)

Noi ne-am menținut, ba chiar am depășit în acest moment ritmul planificat al expunerii, dar, cu scopul de a vedea mai bine ceea ce am realizat, să mai aruncăm o privire înapoi, la clipa în care temperatura universului a mai înregistrat o scădere.

AL ȘASELEA CADRU. Temperatura universului este acum de 300 de milioane grade Kelvin (3×10^8 °K). Au trecut de la primul cadru 34 minute și 40 secunde. Electronii și pozitronii sînt complet anihilați, exceptînd un mic exces de electroni (o parte în 1 000 de milioane) necesari compensării sarcinii protonilor. Energia eliberată ca urmare a acestei anihilări a ridicat temperatura fotonilor la o valoare cu 40,1% mai mare decât temperatura neutrinilor. (Vezi nota matematică 6, pag. 189.) Densitatea de energie a universului este acum echivalentă cu o densitate de masă avînd 9,9% din densitatea apei; din aceasta, 31% este sub formă de neutrini și antineutrini, iar 69% sub formă de fotoni. Această

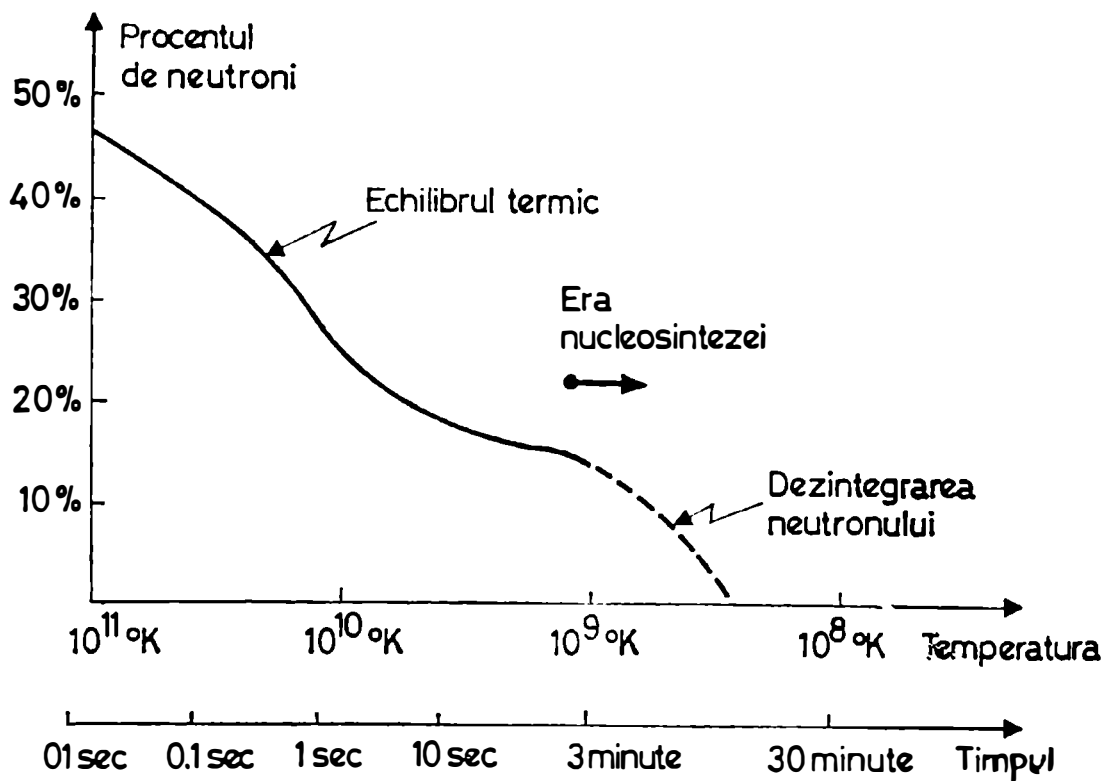


Fig. 9. *Bilanțul schimbător neutron-proton*. Procentul de neutroni calculat ca fracțiune din numărul total al particulelor nucleare este reprezentat ca funcție de temperatură și timp. Partea din curbă marcată cu „echilibrul termic” descrie perioada în care densitățile și temperatura sînt atît de mari, încît echilibrul termic este menținut între toate particulele; fracțiunea de neutroni poate fi calculată aici din diferența de masă neutron-proton, folosind regulile mecanicii statistice. Partea din curbă notată „dezintegrarea neutronului” descrie perioada în care toate procesele de conversie neutron-proton au încetat, cu excepția dezintegrării radioactive a neutronului liber. Partea din mijloc a curbei depinde de calculele detaliate ale perioadelor de tranziție ale interacțiilor slabe. Partea punctată a graficului arată ce s-ar fi întîmplat dacă nucleele ar fi fost în vreun fel oarecare împiedicate să se formeze. De fapt, la un moment aflat undeva între limitele indicate de săgeata „erei nucleosintezei”, neutronii s-au asamblat rapid în nuclee de heliu, iar raportul dintre numărul de neutroni și cel de protoni rămîne înghețat la valoarea pe care a avut-o în acel moment. Această curbă poate fi folosită, de asemenea, pentru estimarea în greutate a fracțiunii heliului produs pe cale cosmologică; la orice valoare dată a temperaturii sau la orice moment al nucleosintezei, fracțiunea heliului este dublul fracțiunii de neutroni din același moment.

densitate de energie imprimă universului un timp caracteristic de expansiune de o oră și un sfert. Procesele nucleare s-au oprit — particulele nucleare sînt acum în cea mai mare parte fie legate în nuclee de heliu, fie sub formă de protoni liberi, heliul alcătuiind (în greutate) între 22 și 28% din totalul particulelor nucleare. Există cite un electron pentru fiecare proton, legat sau liber, dar universul este încă prea fierbinte pentru ca atomii să devină stabili.

Universul va continua să se dilate și să se răcească, dar nu se va întîmpla nimic interesant timp de 700 000 de ani. După acest timp, temperatura va scădea pînă la punctul din care electronii și nucleele pot forma atomi stabili; dispariția în acest fel a electronilor liberi va face conținutul universului transparent la radiație, iar decuplarea materiei și radiației va permite materiei să înceapă formarea galaxiilor și stelelor. După alți aproximativ 10 000 de milioane de ani, ființe vii vor începe să reconstruiască această poveste.

Raportul nostru cu privire la universul timpuriu implică o consecință care poate fi imediat supusă verificării experimentale: materia rămasă după primele trei minute, din care trebuie să se fi format inițial stelele, consta din 22—28% heliu, restul fiind aproape numai hidrogen. După cum am văzut, acest rezultat depinde de presupunerea existenței unui număr imens de fotoni în raport cu particulele nucleare, presupunere bazată la rîndul ei pe determinarea experimentală a temperaturii de 3°K a fondului actual de radiație din domeniul microundelor. Primul calcul al producției cosmologice de heliu efectuat cu luarea în considerare a temperaturii măsurate a radiației s-a datorat lui P.J.E. Peebles de la Princeton, în 1965, la scurtă vreme după descoperirea fondului de microunde de către Penzias și Wilson. Un rezultat similar a fost obținut independent și aproape în același timp, după calcule mai elaborate, de Robert Wagoner, William

Fowler și Fred Hoyle. Acest rezultat a constituit un succes uluitor pentru modelul standard, întrucât pe atunci existau deja estimări independente că soarele și alte stele își încep viața fiind alcătuite mai ales din hidrogen și având în compoziție 20—30% heliu.

Pe pământ există, desigur, foarte puțin heliu, și aceasta din cauză că atomii de heliu sînt atît de ușori și inerti chimic, încît cei mai mulți dintre ei au părăsit pămîntul cu epoci întregi în urmă. Estimările abundenței heliului primordial în univers sînt bazate pe comparații ale calculelor detaliate ale evoluțiilor stelare cu analizele statistice ale proprietăților stelare observate, ca și pe observațiile directe ale liniilor heliului din spectrele stelelor fierbinți și din materialul interstelar. Într-adevăr, așa cum arată și numele, heliu a fost identificat ca element prin studierea spectrului atmosferei solare, întreprinsă în 1868 de J. Norman Lockyer.

În prima parte a anilor '60, cîțiva astronomi au observat nu numai că abundența heliului în galaxie era mare, ci și că ea nu variază de la un loc la altul, așa cum se-ntîmplă cu abundența elementelor mai grele. Acesta este și tabloul așteptat dacă elementele mai grele s-ar produce numai în stele, în timp ce heliu ar fi fost produs în universul timpuriu, înainte ca vreo stea să-nceapă să gătească. Există încă destulă incertitudine și suficiente variații în estimările abundențelor nucleare, dar dovada existenței abundenței de 20—30% a heliului primordial este suficient de puternică pentru a da mult curaj aderenților modelului standard.

În afară de cantitatea mare de heliu produs la sfîrșitul primelor trei minute, existau de asemenea urme de nuclee mai ușoare, mai ales de deuteriu (hidrogenul cu un neutron suplimentar) și din izotopul ușor al heliului, He^3 , care au scăpat incorporării lor în nucleele obișnuite de heliu. (Abundențele lor au fost pentru prima oară calculate într-o lucrare din 1967 a lui Wagoner, Fowler și Hoyle.) Spre deosebire de abundența

heliului, abundența deuteriului este foarte sensibilă la densitatea particulelor nucleare din timpul nucleosintezei: pentru densități mai mari, reacțiile nucleare aveau loc mai rapid, astfel încît aproape tot deuteriul s-ar fi prefăcut în heliu. Mai detaliat, iată valorile abundenței (în greutate) ale deuteriului produs în universul timpuriu, pentru trei valori posibile ale raportului dintre numărul fotonilor și cel al particulelor nucleare, așa cum au fost date de Wagoner:

Fotoni/particule nucleare	Abundența deuteriului (părți per milion)
100 milioane	0,00008
1 000 milioane	16
10 000 milioane	600

În mod evident, dacă am putea determina abundența deuteriului primordial care a existat înaintea începutului bucătăriei stelare, am putea face o determinare precisă a raportului fotoni pe particulă nucleară; iar cunoscînd temperatura radiației în perioada actuală, am putea determina valoarea actuală a densității materiei în univers și deduce dacă acesta din urmă este deschis sau închis.

Din nefericire, este foarte dificil să se determine abundența adevărată a deuteriului primordial. Valoarea clasică pentru abundența în greutate a deuteriului în apa de pe pămînt este de 150 de părți la un milion. (Acesta este deuteriul care va fi folosit pentru a alimenta reactorii termonucleari, dacă reacțiile termonucleare vor putea fi vreodată controlate în mod adecvat.) Totuși, acest număr este părtinitor; faptul că atomii de deuteriu sînt de două ori mai grei decît cei de hidrogen, îi face pe primii mai susceptibili de a fi legați în molecule de apă grea (HDO), astfel încît proporția de hidrogen care a scăpat atracției cîmpului gravitațional terestru a fost mai mare decît proporția corespunzătoare de deuteriu. Pe de altă parte, spectroscopia indică o abundență foarte scăzută a deuteriului la suprafața soarelui, mai

puțin decât patru părți per milion. Și această estimatie este părtinitoare, întrucît deuteriul din regiunile exterioare ale soarelui ar fi fost în cea mai mare parte distrus prin fuziunea sa cu hidrogenul, reacție avînd ca rezultat izotopul ușor al heliului, He^3 .

Cunoștințele noastre despre abundența deuteriului au fost așezate pe o bază mult mai solidă de observațiile efectuate în 1973 în domeniul ultraviolet de pe satelitul *Copernicus*. Atomii de deuteriu, ca și atomii de hidrogen, pot absorbi lumină ultravioletă la anumite lungimi distincte de undă, corespunzătoare tranzițiilor în care atomul este excitat prin ridicarea sa de pe starea cu cea mai joasă energie pe o stare mai înaltă. Aceste lungimi de undă depind ușor de masa nucleului atomic, astfel încît spectrul ultraviolet al unei stele, a cărei lumină trece printr-un amestec interstelar de hidrogen și deuteriu, va fi întretăiat de un număr de linii întunecate de absorbție, fiecare dintre ele fiind desfăcută în două componente, una pentru hidrogen, alta pentru deuteriu. Întunecimea relativă a oricărei componente din perechile de linii de absorbție dă atunci abundența relativă a hidrogenului și deuteriului din norul interstelar. Din păcate, atmosfera pămîntului face foarte dificilă orice observație de astronomie în ultraviolet de pe sol. Satelitul *Copernicus* purta un spectrometru ultraviolet care a fost folosit pentru a studia liniile de absorbție din spectrul stelei fierbinți β din Centaurus. Din intensitățile relative măsurate, s-a găsit că mediul interstelar dintre noi și β Centaurus conține circa 20 de părți de deuteriu per milion (în greutate). Observații mai recente ale liniilor de absorbție în ultraviolet ale spectrelor altor stele au dat rezultate similare.

Dacă această proporție a deuteriului de 20 de părți pe milion a fost stabilită în universul timpuriu, acum ar trebui să existe (și de fapt chiar există) circa 1 100 de milioane de fotoni pe particulă nucleară (vezi tabelul de mai sus). La temperatura prezentă de 3°K a radiației cosmice

există 550 000 de fotoni pe litru, astfel încît tot acum ar trebui să existe circa 500 de particule nucleare pe un milion de litri. Această cantitate este considerabil mai mică decît densitatea minimă necesară universului închis, care, așa cum am văzut în cap. al II-lea, este de circa 3 000 de particule nucleare pe un milion de litri. Concluzia ar fi atunci că universul este deschis; acest fapt înseamnă că galaxiile se deplasează avînd cel puțin viteza de fugă și că universul se va dilata pentru totdeauna. Dacă o parte din mediul interstelar a fost prelucrat în stele (cum este soarele), care au tendința de a distruge deuteriul, atunci abundența deuteriului produs cosmologic trebuie să fi fost mai mare decît 20 de părți per milion, cîte găsisе satelitul *Copernicus*, astfel încît densitatea particulelor nucleare trebuie să fie chiar mai mică de 500 de particule pe un milion de litri, întărind concluzia că noi trăim într-un univers deschis, care se dilată fără sfîrșit.

Trebuie să spun, că, personal, găsesc acest argument mai degrabă neconvingător. Deuteriul nu este ca heliul; chiar dacă abundența sa pare să fie mai mare decît ne așteptam în cazul universului relativ dens și închis, deuteriul este totuși extrem de puțin abundent în termeni absoluți. Ne putem imagina că deuteriul, atît cît există, a fost produs în fenomene astrofizice „recente” — supernove, raze cosmice, și poate chiar în procese din obiectele cvasistelare. Nu acesta este și cazul heliului; o abundență de 20—30 % de heliu nu s-ar fi putut produce recent fără eliberarea unor cantități imense de radiație pe care să nu o observăm. Se argumentează că cele 20 de părți de deuteriu la un milion, găsite de *Copernicus*, nu s-ar fi putut produce prin nici un mecanism care să nu producă în același timp și cantități inacceptabil de mari din alte elemente rare ușoare cum ar fi litiul, beriliul și borul. Totuși, nu văd cum am putea fi siguri că această urmă de deuteriu n-ar fi fost produsă prin niște mecanisme necosmologice, pe care nimeni nu și le-a imaginat încă.

Mai există o rămășiță a universului timpuriu prezentă în jurul nostru, și care, deocamdată, pare imposibil de observat. Am văzut în cel de-al treilea cadru că neutrinii s-au comportat ca particule libere începînd din clipa în care temperatura cosmică a scăzut sub circa 10 000 de milioane de grade Kelvin. În timpul care a trecut de atunci, lungimile de undă ale neutrinelor au crescut proporțional cu dimensiunea universului; numărul și distribuția de energie a neutrinelor au rămas, prin urmare, aceleași, ca și cînd aceștia s-ar găsi în echilibru termic, dar cu o temperatură care a scăzut în proporție inversă cu dimensiunea universului. Același lucru s-a întîmplat și cu fotonii în perioada similară, chiar dacă fotonii au rămas în echilibru termic pentru o vreme mai îndelungată. Deci temperatura actuală a neutrinelor ar trebui să fie aproximativ aceeași cu a fotonilor. Vor exista, prin urmare, circa 1 000 de milioane de neutrini și antineutrini pentru fiecare particulă nucleară din univers.

Putem să fim mult mai riguroși în această privință. La scurt timp după ce universul a devenit transparent la neutrini, electronii și pozitronii au început să se anihileze, încălzind doar fotonii, nu și neutrinii. În consecință, temperatura actuală a neutrinelor trebuie să fie ceva mai mică decît temperatura actuală a fotonilor.

Este destul de ușor să se calculeze temperatura neutrinelor; ea este mai mică decît temperatura fotonilor cu un factor egal cu rădăcina cubică a lui $4/11$ sau cu 71,38%; neutrinii și antineutrinii contribuie atunci la energia universului cu 45,34% din energia fotonilor. (Vezi nota matematică 6, p. 189.) Deși n-am spus-o explicit, ori de cîte ori am menționat mai înainte timpul de expansiune cosmică, am luat în considerare această densitate de energie a neutrinelor.

Detectarea fondului de neutrini ar constitui confirmarea cea mai dramatică a modelului standard al universului timpuriu. Avem o predicție fermă a temperaturii neutrinelor; aceasta este 71,38% din temperatura fotonilor, adică aproxi-

mativ 2° K. Singura incertitudine teoretică adevărată, legată de numărul și de distribuția de energie a neutrinilor, este întrebarea dacă densitatea numărului leptonic este într-adevăr mică, așa cum am presupus mai înainte. (Reamintesc că numărul leptonic este numărul neutrinilor și al altor leptoni *minus* numărul antineutrinilor și al altor antileptoni.) Dacă densitatea numărului leptonic este tot atît de mică pe cît este densitatea numărului barionic, atunci numărul de neutrini este egal cu cel al antineutrinilor, exceptînd unul la 1 000 de milioane. Pe de altă parte, dacă densitatea numărului leptonic este comparabilă cu densitatea numărului de fotoni, atunci ar exista o „degenerare“, adică un exces apreciabil de neutrini (sau de antineutrini) și o deficiență de antineutrini (sau de neutrini). O astfel de degenerare ar fi afectat deplasarea balanței neutroni-protoni din primele trei minute și, deci, ar fi schimbat cantitățile de heliu și de deuteriu produse cosmic. Identificarea fondului cosmic de neutrini și antineutrini ar lămuri imediat problema dacă universul are sau nu un număr leptonic mare, dar, fapt mult mai important, ar dovedi că modelul standard al universului timpuriu este cu siguranță adevărat.

Din păcate, neutrinii interacționează atît de slab cu materia obișnuită, încît nimeni n-a reușit să imagineze nici o metodă pentru a observa fondul cosmic de neutrini cu temperatura de 2° K. Aceasta este o problemă cu adevărat chinuitoare: există vreo 1 000 de milioane de neutrini și antineutrini pentru fiecare particulă nucleară, și nimeni nu știe încă în ce fel să-i detecteze! Poate-o va ști cineva, cîndva¹.

Urmărind această povestire a primelor trei minute, cititorul ar putea avea impresia că detectează o nuanță de supraîncredere științifică. Cititorul s-ar putea să aibă dreptate. Totuși, eu nu cred că progresul științific avansează totdeauna cel mai bine deschizînd calea pentru îndoieli.

¹ Vezi comentariul nr.2. — *Nota trad.*

Adeseori este necesar să se uite îndoielile unora și să se urinărească toate consecințele ipotezelor făcute, oriunde ar duce ele — lucrul de căpetenie este nu de a fi liber de prejudecăți teoretice, ci de a avea prejudecățile teoretice cele mai potrivite. Și totdeauna, testul oricărei preconcepții teoretice este rezultatul la care te duce ea. Modelul standard al universului timpuriu a înregistrat cîteva succese și oferă un cadru teoretic coerent pentru viitoare programe experimentale. Cele de mai sus nu înseamnă neapărat că modelul este adevărat, dar înseamnă că el merită să fie luat în serios.

Totuși, *există* o mare incertitudine care atîrnă ca un nor negru deasupra modelului standard. Toate calculele din acest capitol se bazează pe Principiul cosmologic, acea presupunere că universul este omogen și izotrop. (Vezi pag. 38. Prin „omogen“ înțelegem că universul arată la fel pentru oricare observator antrenat de expansiunea generală a universului, oriunde ar fi situat observatorul; prin „izotrop“ înțelegem că universul arată la fel în orice direcție ar fi privit de un astfel de observator.) Știm din observații directe că fondul de radiație cosmică de micro-unde este izotrop cu un grad mare de precizie² și putem deduce de aici că universul a fost la fel de izotrop și de omogen în tot timpul de cînd radiația a ieșit din starea de echilibru cu materia, la temperatura de circa 3 000° K. Totuși, n-avem dovezi că Principiul cosmologic ar fi fost valabil și mai înainte.

Este posibil ca universul să fi fost inițial neomogen și anizotrop, dar să se fi netezit între timp prin intermediul forțelor de frecare exercitate de acțiunea — una asupra alteia — a diverselor părți ale universului în expansiune. Un asemenea model de „amestecătură“ a fost susținut în particular de Charles Misner de la Universitatea din Maryland. Căldura generată de omogenizarea și izotropizarea fricțională a universului ar fi cauza responsabilă pentru existența

² Vezi comentariul nr. 3. — *Nota trad.*

raportului enorm de 1 000 de milioane de fotoni la o particulă nucleară. Totuși, după câte știu, nimeni nu poate spune de ce universul trebuie să aibă un anumit grad inițial de neomogenitate și anizotropie, după cum nimeni n-are nici o idee cum să calculeze căldura produsă de procesul de netezire.

După părerea mea, reacția adecvată la asemenea incertitudini nu este (așa cum s-ar putea să le placă unor cosmologi) răfuiala cu modelul standard, ci mai degrabă luarea lui cu adevărat în serios și elaborarea grijulie a tuturor consecințelor sale, fie și numai cu scopul de a-l găsi în contradicție cu observațiile. Nu este prea clar nici dacă o anizotropie sau o neomogenitate inițiale ar fi avut vreun efect sesizabil asupra scenariului prezentat în acest capitol. S-ar putea ca universul să se fi netezit în primele câteva secunde; în acest caz, producția cosmologică de heliu și deuteriu ar putea fi calculată ca și când Principiul cosmologic ar fi fost totdeauna valabil. Chiar dacă anizotropia și neomogenitatea universului ar fi persistat și dincolo de era sintezei heliului, producerea de heliu și deuteriu în orice *bulgăre* care se dilată uniform ar fi depins numai de rata expansiunii din acel bulgăre și n-ar putea fi prea diferită de producerea calculată în modelul standard. S-ar putea chiar ca întregul univers pe care-l putem vedea când privim înapoi, spre epoca nucleosintezei, să nu fie altceva decât un bulgăre izotrop și omogen în interiorul unui univers mai mare, neomogen și anizotrop.

Incertitudinile care înconjoară Principiul cosmologic devin cu adevărat importante atunci când privim înapoi spre adevăratul început, ori înainte, spre sfârșitul universului. Voi continua să mă bazez pe acest principiu în cea mai mare parte din ultimele două capitole care urmează. Totuși, trebuie admis întotdeauna faptul că modelele noastre cosmologice simple s-ar putea să descrie numai o parte mică a universului, sau o porțiune limitată a istoriei sale.

VI

O DIGRESIUNE ISTORICĂ

Să ne abatem pentru moment de la istoria universului timpuriu și să urmărim istoria ultimelor trei decade ale cercetării cosmologice. Doresc în special să mă confrunt cu o problemă istorică pe care o consider și uimitoare și, totodată, fascinantă. Detectarea fondului de radiație cosmică de microunde înfăptuită în 1965 a fost una dintre cele mai importante descoperiri științifice ale secolului al XX-lea. De ce oare a fost făcută accidental? Ori, punînd altfel întrebarea, de ce n-au existat cercetări sistematice pentru găsirea acestei radiații cu mulți ani înainte de 1965?

Așa cum am văzut în ultimul capitol, valoarea actuală măsurată a temperaturii fondului de radiație și a densității de masă a universului ne permit să prezicem pentru abundențele cosmice ale elementelor ușoare valori care par în concordanță cu observațiile. Cu mult înainte de 1965 ar fi fost posibil să se efectueze acest calcul înapoi, spre început, pentru a prezice fondul cosmic de microunde și s-ar fi putut începe căutarea lui. Din abundențele cosmice observate în epoca actuală, de 20—30% heliu și 70—80% hidrogen s-ar fi putut conchide că nucleosinteza a trebuit să înceapă într-un timp în care fracțiunea de neutroni din particulele nucleare a scăzut la 10—15%. (Reamintim că abundența actuală în greutate a heliului este exact de două ori fracțiunea de neutroni din timpul nucleosin-

tezei.) Această valoare a fracțiunii de neutroni a fost atinsă atunci cînd universul se afla la o temperatură de circa 1 000 de milioane de grade Kelvin (10^9 °K). Condiția ca nucleosinteza să-nceapă tocmai în acel moment ne permite să facem o estimatie aproximativă a densității particulelor nucleare la temperatura de 10^9 °K, în timp ce densitatea fotonilor la această temperatură poate fi calculată din proprietățile cunoscute ale radiației corpului negru. De aici rezultă că raportul momentan dintre numărul de fotoni și cel de particule nucleare ar fi și el cunoscut. Dar cum acest raport nu se schimbă, el ar fi acela bine cunoscut astăzi. Din observarea densității particulelor nucleare din momentul de față se poate prezice densitatea actuală a fotonilor și deduce existența unui fond de radiație cosmică de micro-unde avînd temperatura actuală cuprinsă între limitele aproximative de 1° K și 10° K. Dacă istoria științei ar fi tot atît de simplă și directă ca istoria universului, cineva, urmărind judecări analoage, ar fi făcut o predicție cîndva în anii '40 sau '50 și această predicție ar fi incitat pe radio-astronomi să caute fondul cosmic. Dar nu prea s-a întîmplat așa.

De fapt, o predicție foarte apropiată de cea de mai sus a fost făcută în 1948, dar aceasta n-a dus atunci, nici mai tîrziu, la căutarea radiației. La sfîrșitul anilor '40, George Gamow și colegii săi Ralph A. Alpher și Robert Herman au încercat o teorie cosmologică de tipul „big Bang”. Ei au presupus că universul era inițial alcătuit numai din neutroni și că neutronii au început să se transforme în protoni pe calea binecunoscută a procesului de dezintegrare radioactivă în care un neutron se transformă spontan într-un proton, un electron și un antineutrino. Într-un moment oarecare al expansiunii, universul ar fi devenit suficient de rece pentru ca elementele mai grele să se formeze din neutroni și protoni prin secvențe rapide de captură neutrionică. Alpher și Herman au calculat că, pentru a obține actuala abundență a elementelor ușoare, era necesar să

se presupună existența unui raport între fotoni și particulele nucleare de 1 000 de milioane de fotoni la o particulă. Folosind estimațiile densității cosmice de particule nucleare din timpul nostru, ei au putut prezice atunci existența unui fond de radiație rămas de pe vremea universului timpuriu, fond care, în prezent, trebuie să aibă temperatura de 5°K !

Calcululele inițiale ale lui Alpher, Hermann și Gamow nu erau corecte în toate detaliile. După cum am văzut în ultimul capitol, universul a demarat probabil cu un număr egal de protoni și neutroni, și nu doar cu neutroni puri. De asemenea, transformarea neutronilor în protoni (și viceversa) s-a petrecut mai ales prin ciocniri cu electronii, pozitronii, neutrinii și antineutrinii, și nu prin dezintegrarea radioactivă a neutronilor. Aceste observații au fost făcute de C. Hayashi în 1950 și, spre 1953, de Alpher și Herman (împreună cu J.W. Follin junior), care și-au revizuit modelul și au efectuat calcule substanțial corecte ale deplasării balanței neutron-proton. Aceste calcule au fost, de fapt, primele analize moderne minuțioase ale istoriei timpurii a universului.

Totuși, nici în 1948, nici în 1953, nimeni n-a început să caute radiația de microunde prezisă. Cu mulți ani înainte de 1965, astrofizicienii nu știau că în modelele de tip „big Bang” abundențele hidrogenului și heliului impun existența în universul actual a unui fond de radiație cosmică ce putea fi cu adevărat observat. Lucru surprinzător, aici nu este vorba că astrofizicienii n-au cunoscut în general predicțiile lui Alpher și Herman — o lucrare sau două pot totdeauna să se piardă în marele ocean al literaturii științifice. Ceea ce pare mult mai uimitor este faptul că nimeni n-a mai urmat aceeași linie de gândire timp de peste o decadă. Tot materialul teoretic era la-ndemână. De-abia în 1964, calculele de nucleosinteză în modelul „big Bang” au fost reîncepute de Ya. B. Zeldovici în U.R.S.S., de F. Hoyle și R.J. Tayler în Anglia și de Peebles în S.U.A., toți lucrînd independent. În acest

timp, Penzias și Wilson își începuseră deja observațiile lor la Holmdel, iar descoperirea fondului de microunde a fost făcută fără vreo instigare din partea teoreticienilor cosmologi.

Este, de asemenea, ciudat că acei fizicieni care *cunoșteau* predicția lui Alpher și Herman nu păreau să-i acorde prea multă importanță. Chiar Alpher, Follin și Herman, în lucrarea lor din 1953, au amînat problema nucleosintezei pentru „studii viitoare“, așa că nu erau în măsură să calculeze temperatura așteptată pentru fondul de radiație de microunde pe baza modelului lor îmbunătățit. (Ei nici n-au menționat acolo predicția lor mai veche cu privire la existența unui fond de radiație la 5° K. La conferința Societății americane de Fizică (APS), din 1953, ei au raportat despre unele calcule din domeniul nucleosintezei, dar cei trei se mutau atunci în alte laboratoare și lucrarea lor n-a fost niciodată scrisă în formă finală.) Cu mulți ani mai tîrziu, într-o scrisoare adresată lui Penzias, scrisă după descoperirea fondului de radiație de microunde, Gamow sublinia că, într-un articol din 1953, publicat în *Lucrările Academiei Regale Daneze*, el a prezis un fond de radiație cu temperatura de 7° K, avînd deci aproximativ ordinul de mărime corect. Cu toate acestea, o privire la lucrarea lui din 1953 ne arată că predicția lui Gamow se baza pe un argument matematic eronat, legat de vîrsta universului și nu pe propria sa teorie a nucleosintezei cosmice.

S-ar putea argumenta că abundențele cosmice ale elementelor ușoare nu erau destul de bine cunoscute în anii '50 și în primii ani din '60, ca să se tragă pe baza lor vreo concluzie clară despre temperatura fondului de radiație. Este adevărat că nici în momentul de față nu sîntem cu adevărat siguri că abundența universală a heliului ar fi între limitele de 20—30%. Important este că, pînă cu mult înainte de 1960, majoritatea masei universului era considerată a fi sub forma de hidrogen. (De exemplu, o trecere în revistă din 1956, efectuată de Hans Suess și Harold

Urey, atribuia hidrogenului o abundență de 75 % în greutate). Și hidrogenul *nu* este produs în stele — el fiind combustibilul primar din care stelele își obțin energia prin construirea elementelor mai grele. Acest amănunt este prin el însuși suficient ca să ne demonstreze că a trebuit să existe un raport numeric foarte mare între fotoni și particulele nucleare pentru a împiedica pregătirea întregului hidrogen în heliu și în alte elemente mai grele în perioada timpurie a universului.

Se poate formula întrebarea: când a devenit posibilă, din punct de vedere tehnologic, punerea în evidență a fondului de radiație izotrop de 3°K ? Este greu de făcut precizarea, dar colegii mei experimentatori mi-au spus că observarea fondului putea fi făcută cu mult înainte de 1965, probabil la jumătatea anilor '50 ori poate chiar la jumătatea anilor '40. În 1946, o echipă din laboratorul de radiații de la M.I.T., condusă de nimeni altul decât Robert Dicke, a reușit să stabilească o limită superioară a fondului oricărei radiații izotrope extraterestre: temperatura echivalentă a acestei radiații era mai mică de 20°K la lungimile de undă de 1,00, 1,25 și 1,50 cm. Aceste măsurători erau rezultate colaterale ale studiilor de absorbție atmosferică și, cu certitudine, nu făceau parte din vreun program de cosmologie observațională. (De fapt, Dicke m-a informat că, atunci când a început să se întrebe despre posibilitatea existenței unui fond de radiație cosmică de microunde, el uitase complet de limita superioară de 20°K a temperaturii fondului, obținută de el însuși cu două decade mai înainte!)

Din punct de vedere istoric nu ni se pare foarte important să fixăm momentul din care detecția fondului izotrop de microunde a devenit posibilă având temperatura de 3°K . Important este că radioastronomii nu știau că trebuie să caute! Prin contrast, să examinăm istoria neutrinelui. Când Pauli a presupus pentru prima dată, în 1932, existența neutrinelui, era clar că nu exista

nici măcar o urmă de șansă de a observa neutrinul în vreun experiment posibil pe-atunci. Totuși, detectarea neutrinelor a rămas în conștiința fizicienilor ca un țel atrăgător, și când, în anii '50, s-au putut folosi în aceste scopuri reactorii nucleari, neutrinul a fost căutat și găsit. În cazul antiprotonului, contrastul este și mai evident. După ce pozitronul a fost descoperit în 1932 în razele cosmice, teoreticienii se așteptau, în general, ca și protonul să aibă, la fel ca electronul, propria sa antiparticulă. Nu existau șanse să se producă antiprotoni cu ciclotroanele rudimentare existente în anii '30, dar fizicienii au rămas conștienți de problemă, iar în anii '50, la Berkeley, s-a construit bevatronul, cu scopul determinat de a avea destulă energie pentru producerea antiprotonilor¹. Nimic asemănător nu s-a întâmplat în cazul fondului de radiație cosmică de micro-unde, pînă cînd Dicke și asociații săi și-au început lucrările pentru a-l detecta în 1964. Nici atunci grupul din Princeton nu știa nimic despre lucrările lui Gamow, Alpher și Herman, publicate cu mai mult de un deceniu înainte!

Atunci, unde s-a greșit? Este posibil să indicăm aici cel puțin trei motive interesante pentru care nu s-a apreciat în general, în anii '50 și la începutul anilor '60, importanța unei căutări a fondului de radiație de microunde avînd temperatura de 3° K.

Mai întîi, trebuie înțeles că Gamow, Alpher, Herman și Follin jr., ca și ceilalți, lucrau în contextul unei teorii cosmogonice mai largi. În teoria lor despre „marea explozie“ („big Bang“) se presupune că nu numai heliul, ci și aproape *toate* nucleele complexe s-au format în universul timpuriu, printr-un proces rapid de captare de neutroni. Dar, cu toate că această teorie prezicea corect rapoartele abundențelor unor elemente grele, ea era pusă în dificultate cînd trebuia să

¹ Între timp, în afară de o mulțime de particule „elementare“, în acceleratoarele moderne s-au produs pînă și nuclee de antiheliu (alcătuite din doi antiprotoni și doi antineutroni). — *Nota trad.*

explice existența însăși a elementelor grele! După cum s-a menționat mai înainte, nu există nici un nucleu stabil cu cinci sau opt particule, astfel încît nu este posibil să se construiască nuclee mai grele decît heliul prin adăugarea de neutroni sau protoni nucleului de heliu (He^4), ori prin fuziunea perechilor de nuclee de heliu. (Această dificultate a teoriei a fost pentru prima dată notificată de Enrico Fermi și Anthony Turkevich). Dat fiind acest obstacol, este ușor de înțeles de ce teoreticienii nu erau dispuși nici măcar să ia în serios calculele producției de heliu în această teorie.

Teoria cosmologică a sintezei elementelor a pierdut și mai mult teren pe măsură ce s-au adus îmbunătățiri unei teorii alternative, potrivit căreia elementele sînt sintetizate în stele. În 1952, E.R. Salpeter a arătat că pragul nucleelor cu cinci sau opt particule nucleare poate fi depășit în centrele stelelor dense, bogate în heliu: ciocnirea a două nuclee de heliu produce un nucleu instabil de beriliu (Be^8), iar în condițiile densității mari nucleul de beriliu poate lovi un alt nucleu de heliu înainte de a se dezintegra, dînd naștere astfel nucleului stabil de carbon (C^{12}). (Densitatea universului în momentul nucleosintezei era mult prea joasă pentru ca acest proces să fi avut loc atunci.) În 1957, a apărut o lucrare faimoasă, a lui Geoffrey și Margaret Burbidge, Fowler și Hoyle, care a arătat că elementele grele ar putea fi produse în stele, în special în explozii stelare ca supernovele, în timpul perioadelor de flux intens de neutroni. Dar chiar și înainte de anii '50 exista o puternică tendință printre astrofizicieni să creadă că toate elementele, în afară de hidrogen, sînt produse în stele. Hoyle mi-a împărtășit impresia că această opinie poate fi efectul luptei pe care astronomii au fost obligați s-o poarte în primele decade ale acestui secol pentru a înțelege natura sursei de energie produsă în stele. Către 1940, lucrările lui Hans Bethe și ale altora au demonstrat că procesul-cheie era fuziunea a patru nuclee de hidrogen într-un nucleu de heliu și

această clarificare a dus în anii '40 și '50 la progrese rapide în înțelegerea evoluției stelare. După cum spune Hoyle, după toate aceste succese, multor astronomi li se părea o perversiune a pune la îndoială faptul că stelele sînt sediul formării elementelor.

Dar teoria stelară a nucleosintezei avea de asemenea problemele ei. Este greu de înțeles cum ar putea stelele să producă o abundență de 25—30 % heliu — într-adevăr, energia eliberată în această fuziune ar fi mult mai mare decît energia emisă de stele în tot timpul existenței lor. Teoria cosmologică se debarasează foarte frumos de această energie — ea este făcută pierdută în deplasarea generală spre roșu. În 1964, Hoyle și R.J. Taylor au arătat că abundența relativ mare de heliu din universul actual nu s-ar fi putut produce în stelele obișnuite și au efectuat calcule ale cantității de heliu produse în stadiile timpurii ale „big Bang”-ului, obținînd o abundență de 36 % în greutate. În mod destul de nefericit, ei au stabilit că, în momentul în care ar fi putut surveni nucleosinteza, domnea o temperatură mai mult sau mai puțin arbitrară de 5 000 de milioane de grade Kelvin, în pofida faptului că această presupunere depinde de valoarea aleasă pentru un parametru, pe atunci necunoscut, și anume raportul dintre numărul de fotoni și cel de particule nucleare. Dacă și-ar fi folosit calculele pentru a estima acest raport folosind abundența *observată* a heliului, ei ar fi putut prezice fondul actual de radiație de micro-unde cu o temperatură avînd aproximativ ordinul corect de mărime. Totuși, este izbitor că Hoyle, unul dintre autorii originali ai teoriei stării staționare a universului, era dispus să urmeze o asemenea linie de gîndire și să recunoască în același timp că astfel se obține o dovadă în favoarea modelului „big Bang”.

Astăzi există opinia generală că nucleosinteza are loc *și cosmologic, și în stele*; heliul și poate cîteva nuclee ușoare au fost sintetizate în universul timpuriu, pe cînd stelele sînt răspunză-

toare pentru tot restul. Teoria nucleosintezei de tip „big Bang“, încercînd să facă prea mult, și-a pierdut credibilitatea pe care o merita cu adevărat ca teorie a sintezei heliului.

Al doilea motiv este un exemplu clasic de întrerupere a comunicației între teoreticieni și experimentatori. Cei mai mulți teoreticieni n-au înțeles niciodată că fondul izotrop de radiație de 3°K ar putea vreodată fi detectat. Într-o scrisoare către Peebles, datată 23 iunie 1967, Gamow a explicat că nici el, nici Alpher, nici Herman n-au luat în considerare posibilitatea detectării radiației rămase de la „big Bang“ din cauză că, pe vremea lucrării lor despre cosmologie, radio-astronomia era încă la vîrsta copilăriei. (Alpher și Herman m-au informat, totuși, că ei au explorat posibilitatea observării fondului de radiație cosmică apelînd la experții din domeniul radarului de la Universitatea John Hopkins, de la Laboratorul de cercetări navale și Biroul național de standarde, dar li s-a spus că temperatura de 5°K sau 10°K a fondului de radiație este prea joasă pentru a fi detectată cu tehnicile accesibile pe atunci.) Pe de altă parte, cîțiva astrofizicieni sovietici păreau a fi înțeles că fondul de micro-onde putea fi detectat, dar s-au pierdut în terminologia revistelor tehnice americane. Într-un articol de sinteză din 1964, Ya. B. Zeldovici a efectuat calcule corecte în legătură cu abundența cosmică a heliului pentru două valori posibile ale temperaturii radiației actuale și a subliniat în mod corect faptul că aceste cantități sînt corelate întrucît numărul de fotoni ce revin la o particulă nucleară (sau entropia la o particulă) nu se schimbă cu timpul. Totuși, se pare că el a fost indus în eroare de folosirea termenului de „temperatură a cerului“ dintr-un articol al lui E.A. Ohm, din 1961, publicat în revista *Bell System Technical Journal* și a tras concluzia că temperatura radiației a fost măsurată ca fiind mai mică decît 1°K . (Antena folosită de Ohm era același reflector de 20 picioare în formă de corn de vînătoare, folosit apoi de Penzias și

Wilson pentru a descoperi fondul de microunde!) Acest fapt, ca și cele câteva subestimări ale abundenței cosmice a heliului, l-au determinat pe Zeldovici să abandoneze ideea unui univers timpuriu fierbinte.

Desigur, în timp ce informația se scurgea greu de la experimentatori la teoreticieni, ea se transmitea greu și de la teoreticieni la experimentatori. Penzias și Wilson n-au auzit niciodată despre predicția lui Alpher-Herman când au început, în 1964, să-și încerce antena.

Cel de-al treilea și, cred eu, cel mai important motiv pentru care teoria „marii explozii” n-a dus la cercetări pentru găsirea radiației de 3° K este că în acel timp era foarte dificil pentru fizicieni să ia în serios vreuna dintre teoriile despre universul timpuriu, oricare ar fi fost ea. (Aici mă ghidez în parte după amintirile despre propria mea atitudine înainte de 1965.) Fiecare dintre dificultățile menționate mai înainte s-ar fi putut depăși cu un mic efort. Totuși, primele trei minute sînt atît de depărtate în timp față de noi, condițiile de temperatură și densitate sînt atît de puțin familiare, încît ne simțim incomodați atunci cînd aplicăm aici teoriile noastre obișnuite din mecanica statistică și fizica nucleară.

Așa se-ntîmplă deseori în fizică — greșeala noastră nu este că ne luăm teoriile prea în serios, ci, dimpotrivă, că nu le luăm suficient în serios. Totdeauna este greu să realizezi că aceste numere și ecuații, cu care ne jucăm la masa noastră au ceva de-a face cu lumea reală. Ba, și mai rău, adesea pare să existe o înțelegere generală că anumite fenomene nu sînt cu totul potrivite pentru un efort teoretic și experimental respectabil. Gamow, Alpher și Herman merită o încredere imensă, întrucît, mai presus de orice, au arătat ce ne spun legile cunoscute ale fizicii despre primele trei minute. Aceasta chiar dacă ei n-au făcut și pasul final, de a-i convinge pe radio-astronomi că sînt dator să caute fondul de radiație de microunde. Cel mai important lucru realizat prin descoperirea, în cele din urmă, a fondului

de radiație de la 3° K în 1965 a fost să ne forțeze pe toți să luăm în serios ideea că *a existat* un univers timpuriu.

Am stăruit mai sus asupra ocaziei pierdute din cauză că așa cred eu că ar trebui să se prezinte cea mai iluminată categorie de istorie a științei. Este lesne de înțeles de ce o parte atât de vastă a istoriografiei științei se ocupă de succesele acesteia, de descoperiri fericite, de deducții strălucite, ori de mărețele progrese miraculoase ale unui Newton sau Einstein. Dar eu socotesc că nu este posibil să înțelegi cu adevărat succesele științei dacă nu realizezi totodată cât de greu se obțin ele — cât de ușor este să fii abătut din drum, cât de dificil este să știi în orice moment care este următorul lucru pe care îl ai de făcut.

VII

PRIMA SUTIME DE SECUNDĂ

Raportul nostru din cap. al V-lea despre primele trei minute n-a început chiar cu începutul. Am pornit, în schimb, cu un „prim cadru“, în care temperatura coborîse deja la 100 000 de milioane de grade Kelvin. Singurele particule prezente pe atunci în număr mare erau fotonii, electronii, neutrinii și antiparticulele lor. Dacă cele de mai sus ar fi și singurele particule existente în natură, am putea să extrapolăm expansiunea universului în sens invers, înapoi în timp, și să deducem că universul ar fi avut un început adevărat cînd temperatura și densitatea erau infinite, eveniment survenit cu 0,0108 secunde înaintea primului nostru cadru.

Totuși mai există multe alte tipuri de particule cunoscute fizicii moderne: miuonii, mezonii π , protonii, neutronii etc. Cînd luăm în considerare momente tot mai vechi, întîlnim temperaturi și densități atît de înalte, încît toate aceste particule pot fi prezente în numere mari, în stare de echilibru termic și în continuă interacție reciprocă. Din motive pe care sper să le clarific, nu știm încă destule lucruri despre fizica particulelor elementare, astfel încît să putem calcula cu vreun grad acceptabil de încredere proprietățile unui astfel de amestec. Ignoranța noastră în privința fizicii microscopice e ca un vâl care împiedică o viziune clară asupra adevăratului început al universului.

În mod firesc, sîntem tentați să căutăm ce se află în spatele vălului. Tentația este deosebit de

puternică pentru teoreticieni ca mine, a căror activitate a fost mult mai intensă în fizica particulelor elementare decît în astrofizică. Multe dintre ideile interesante din fizica particulelor elementare din zilele noastre au consecințe atît de subtile, încît sînt extraordinar de dificil de testat în laboratoare; în schimb, aceste consecințe sînt dramatice atunci cînd se aplică modelelor universului foarte timpuriu.

Prima problemă cu care ne confruntăm privind înapoi, spre temperaturi de peste 100 000 de milioane de grade Kelvin, este aceea a „interacțiilor tari” dintre particulele elementare. Interacțiile tari sînt forțele care țin neutronii și protonii împreună în nucleul atomic. Ele nu sînt obișnuite în viața de fiecare zi, în aceeași măsură în care sînt forțele electromagnetice și gravitaționale, întrucît distanța de acțiune a interacțiilor tari este foarte scurtă, de circa o zecime de milionime de milionime dintr-un centimetru (10^{-13} cm). Chiar și în molecule ale căror nuclee sînt în mod obișnuit depărtate unul de altul la cîteva sutimi de milionimi de centimetru (10^{-8} cm), interacțiile tari dintre două nuclee diferite nu au de fapt nici un efect. Totuși, așa cum le arată și numele, interacțiile tari sînt foarte puternice. Atunci cînd doi protoni sînt împinși destul de aproape unul spre celălalt, interacția tare dintre ei devine de circa 100 de ori mai mare decît repulsia lor electrică; acesta este motivul pentru care interacțiile tari sînt capabile să mențină legate particulele din nucleele atomice în pofida respingerii electrice a aproape 100 de protoni. Explozia unei bombe cu hidrogen este cauzată de rearanjarea neutronilor și a protonilor, fapt ce le permite acestora să fie mai strîns legați împreună de interacțiile tari; energia bombei este exact excesul de energie eliberat de această rearanjare.

Ordinul de mărime al interacțiilor tari le face mult mai dificil abordabile matematic decît interacțiile electromagnetice. Atunci cînd, spre exemplu, calculăm coeficientul de difuzie cauzată de

interacția electromagnetică de respingere dintre doi electroni, trebuie să însumăm un număr infinit de contribuții, fiecare dintre ele corespunzând unei anumite secvențe de emisie și absorbție de fotoni și de perechi electron-positron, simbolizate în „diagramele Feynman” ca cele din fig. 10. (Metoda de calcul care folosește aceste diagrame a fost elaborată la sfârșitul anilor '40 de către Richard Feynman, aflat pe atunci la Universitatea Cornell. Strict vorbind, coeficientul de difuzie este dat de pătratul sumei contribuțiilor, câte una de fiecare diagramă.) Adăugînd încă

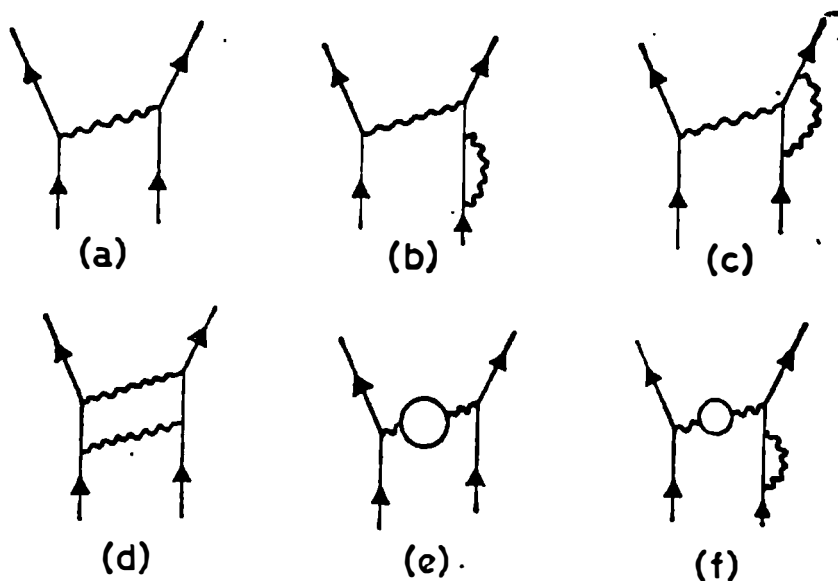


Fig. 10. *Cîteva diagrame Feynman.* Aici se pot vedea cîteva dintre cele mai simple diagrame ale procesului de ciocnire electron-electron. Liniile drepte indică electronii sau pozitronii; liniile ondulate—fotonii. Fiecare diagramă reprezintă o anumită cantitate numerică depinzînd de impulsurile și spinii electronilor dinainte și de după ciocnire; mărimea fizică ce măsoară eficacitatea ciocnirii este pătratul sumei acestor cantități asociate tuturor diagramelor Feynman. Contribuția fiecărei diagrame la această sumă este proporțională cu produsul unor factori egali cu $1/137$ (constanta structurii fine) luați de atîtea ori cîte linii de fotoni sînt în diagramă. Diagrama (a) reprezintă schimbul unui singur foton și constituie contribuția principală, proporțională cu $1/137$. Diagramele (b), (c), (d) și (e) reprezintă toate tipurile de diagrame care exprimă corecțiile „radiative” dominante la (a); contribuția lor este de ordinul $(1/137)^2$. Diagrama (f) contribuie și mai puțin, proporțional cu $(1/137)^3$.

o linie internă fiecărei diagrame, contribuția diagramei respective la sumă scade cu un factor egal aproximativ cu o constantă fundamentală a naturii, numită „constanta structurii fine”. Această constantă este destul de mică, în jur de $1/137,036$. Diagramele complicate dau contribuții mici, și, ca urmare, noi putem calcula coeficientul dorit cu o aproximație adecvată însumând contribuția provenită numai de la câteva diagrame simple. (Tocmai din acest motiv sîntem siguri că putem prezice spectrele atomice cu o precizie aproape nelimitată.) Pentru interacțiunile tari însă, constanta care joacă rolul constantei structurii fine este aproximativ egală cu unu, și nu cu $1/137$, iar ca urmare diagramele complicate dau contribuții exact la fel de mari ca și diagramele simple. Această problemă, a dificultății de a calcula mărimile din procesele în care participă interacțiunile tari, a fost singurul mare obstacol al progresului fizicii particulelor elementare din ultimul sfert de secol.

Nu toate procesele implică interacțiunile tari. Acestea din urmă afectează numai o clasă de particule numite „hadroni”, care cuprinde particulele nucleare și mezonii π , ca și particulele instabile, cum ar fi: mezonii K, eta, hiperonii lambda, sigma ș.a. Hadronii sînt în general mai grei decît leptonii (numele de „lepton” este luat de la cuvîntul grecesc care înseamnă „ușor”), dar diferența cu adevărat importantă este că hadronii simt efectul interacțiilor tari, în timp ce leptonii — neutrinii, electronii și miunonii — nu sînt afectați de acestea. Faptul că electronii nu simt forțele nucleare este coplesitor de important. Această împrejurare, împreună cu masa mică a electronului fac ca norul de electroni dintr-un atom sau moleculă să fie de circa 100 000 de ori mai mare decît nucleul atomic. Din aceleași motive, forțele chimice care țin laolaltă atomii în molecule sînt de milioane de ori mai slabe decît forțele care țin neutronii și protonii împreună în nuclee. Dacă electronii din atomi și din molecule ar simți forțele nucleare, n-ar exista nici

chimie, nici cristalografie, nici biologie — ci ar exista numai fizică nucleară.

Temperatura de 100 000 de milioane de grade Kelvin, cu care am început expunerea în cap. al V-lea, a fost cu grijă aleasă pentru a fi mai joasă decât temperatura de prag pentru orice hadron. (Conform tabelului 1 de la pag. 169, cel mai ușor hadron, mezonul π , are o temperatură de prag de circa 1,6 milioane de milioane de grade Kelvin.) În acest fel, de-a lungul întregii narațiuni din cap. al V-lea, singurele particule prezente în număr mare erau leptonii și fotonii, iar interacțiunile dintre ei puteau fi cu siguranță ignorate.

Cum vom descrie însă procesele de la temperaturi mai înalte, în care hadronii și antihadronii vor fi prezenți din abundență? Există două răspunsuri foarte diferite care reflectă două școli foarte diferite de gândire cu privire la natura hadronilor. Conform primei școli, în natură nu există nici un hadron „elementar”. Fiecare hadron este la fel de fundamental ca oricare altul — acest lucru fiind valabil nu numai pentru hadronii stabili sau aproape stabili ca protonul și neutronul, nu numai pentru particulele moderat instabile ca mezonii π , K , η sau hiperonii, care trăiesc suficient de mult pentru a lăsa urme măsurabile în filmele fotografice sau în camerele cu bule, ci chiar pentru „particulele” total instabile ca mezonii ρ . Aceștia din urmă trăiesc numai atât cât, călătorind cu viteze apropiate de aceea a luminii, abia au timpul să traverseze un nucleu atomic. Doctrina primei școli a fost dezvoltată în ultima parte a anilor '50 și în prima parte a anilor '60, mai ales de Geoffrey Chew de la Berkeley și este denumită câteodată „democrația nucleară”.

Cu o asemenea definiție liberală a „hadronului”, se cunosc literalmente sute de hadroni a căror temperatură de prag este mai mică de 100 de milioane de milioane de grade Kelvin și, probabil, vor fi descoperiți încă în număr de alte câteva sute. Într-unele teorii există un număr nelimitat de specii: numărul de tipuri de particule ar crește

din ce în ce mai repede, pe măsură ce explorăm mase tot mai mari. Încercarea de a pune ordine într-o astfel de lume ar părea lipsită de speranță, dar extrema complicație a spectrului de particule poate duce pînă la urmă la un fel de simplitate. De exemplu, mezonul ρ^0 este un hadron care poate fi reprezentat ca un compus instabil format din doi mezoni π ; atunci cînd includem mezonii ρ^0 explicit în calcule, noi luăm în considerație deja, într-o anumită măsură, interacția tare dintre doi mezoni π ; poate că, incluzîndu-i pe *toți* hadronii în mod explicit în calculele noastre termodinamice, putem ignora *toate* celelalte efecte ale interacțiilor tari.

Mai departe, dacă, într-adevăr, există un număr nelimitat de specii de hadroni, atunci, introducînd tot mai multă energie într-un volum dat, energia nu duce la creșterea vitezei haotice a particulelor, ci se cheltuie pentru creșterea numărului de tipuri de particule prezente în volumul respectiv. Temperatura nu crește, prin urmare, tot atît de repede cu ridicarea densității de energie ca în cazul în care numărul de specii de hadroni ar fi fix. În cadrul unor asemenea teorii poate exista un *maxim* al temperaturii, o valoare a temperaturii la care densitatea de energie devine infinită. Aceasta ar fi o limită superioară a temperaturii, tot atît de netrecut cum este și limita inferioară a temperaturii, aceea de zero absolut.

Ideea unei temperaturi maxime în fizica hadronilor este datorată lui R. Hagedorn de la laboratorul CERN, de la Geneva, și a fost dezvoltată mai departe de alți teoreticieni, inclusiv de Kerson Huang de la M.I.T. și de mine. Există și o estimăție destul de precisă a valorii temperaturii maxime; ea este surprinzător de joasă — circa două milioane de milioane de grade Kelvin ($2 \times 10^{12}^\circ\text{K}$). Pe măsură ce privim tot mai aproape de început, temperatura ar crește tot mai aproape și mai aproape de acest maxim, iar varietatea tipurilor de hadroni ar fi tot mai bogată și mai bogată. Totuși, chiar în aceste condiții exotice,

trebuie să fi existat un început, un moment în care densitatea de energie era infinită — moment situat aproximativ cu o sutime de secundă mai devreme decât primul cadru din cap. al V-lea.

Există și o altă școală de gândire care este mult mai convențională, mult mai apropiată de intuiția obișnuită decât „democrația nucleară“, fiind totodată, în opinia mea, mai apropiată de adevăr¹. În această viziune, nu toate particulele sînt egale; unele sînt cu adevărat elementare, iar altele sînt mai degrabă compuse din particule elementare. Particulele elementare sînt considerate fotonul și toți leptonii, dar nici unul dintre hadronii cunoscuți. Hadronii, în cadrul acestui model, sînt considerați compuși din particule „mai fundamentale“, denumite „cuarci“.

Versiunea originală a teoriei cuarcilor este datorată lui Murray Gell-Mann și (independent) lui George Zweig, amîndoi de la Institutul tehnologic din California. Imaginația poetică a fizicienilor teoreticieni a devenit cu adevărat sălbatică atunci cînd s-au dat nume diferitelor feluri de cuarci. Cuarzii există în cîteva tipuri sau „gusturi“ ce poartă denumiri ca: „sus“, „jos“, „straniu“ și „fermecat“.² Mai departe, fiecare „gust“ (ori „savoare“) a cuarcilor se prezintă în trei „culori“ distincte, pe care teoreticienii americani le „văd“ ca fiind roșul, albul și albastrul³. Grupul de fizicieni teoreticieni din Beijing a susținut de asemenea o versiune a teoriei cuarcilor, dar ei îi denumesc „stratoni“ în loc de cuarci, întrucît aceste particule reprezintă un strat mai adînc al realității decât hadronii obișnuți.

Dacă ideea cuarcilor este corectă, atunci fizica universului foarte timpuriu poate fi mai simplă decât s-a crezut. Este posibil să se deducă anumite

¹ În timpul scurs de la scrierea cărții s-au strîns noi dovezi în favoarea celei de-a două școli de gândire. — *Nota trad.*

² Explicarea proprietăților unor particule cunoscute implică existența a încă două gusturi: „top“ și „frumusețe“, astfel încît numărul minim al acestora pare să fie șase. — *Nota trad.*

³ Culoarele drapelului S.U.A. — *Nota trad.*

lucruri despre forțele dintre cuarci din distribuția lor în interiorul particulei nucleare, iar această distribuție poate fi, la rîndul ei, determinată (dacă modelul de cuarci este adevărat) din observațiile ciocnirilor la energii înalte ale electronilor cu particulele nucleare. În acest fel, acum cîțiva ani, într-o colaborare dintre M.I.T. și Centrul acceleratorului liniar de la Stanford s-a stabilit că forța dintre cuarci pare să dispară atunci cînd cuarcii sînt foarte apropiați unul de altul. Aceasta sugerează că la o anumită temperatură, în jurul a mai multor milioane de milioane de grade Kelvin, hadronii se vor desface în cuarcii lor constituenți, așa cum se desfac atomii în electroni și nuclee la cîteva mii de grade și la fel cum se desfac nucleele în protoni și neutroni la cîteva mii de milioane de grade. În conformitate cu acest tablou, în momentele sale inițiale, universul poate fi considerat compus din fotoni, leptoni, antileptoni, cuarci și anticuarci, toți mișcîndu-se în general ca particule libere, fiecare tip de particulă constituind prin urmare încă un tip de radiație a corpului negru. Este ușor atunci de calculat că trebuie să fi existat un început al universului constînd dintr-o stare avînd densitatea și temperatura infinite, stare existentă cu o sutime de secundă înaintea primului cadru.

Aceste idei, mai degrabă intuitive, au fost recent puse pe o bază matematică mult mai solidă. În 1973, trei teoreticieni tineri, Hugh David Politzer de la Harvard și David Gross și Frank Wilczek de la Princeton, au arătat că, într-o clasă specială de teorii cuantice ale cîmpului, forțele dintre cuarci devin de fapt mai slabe atunci cînd cuarcii sînt împinși aproape unul de celălalt. (Această clasă cuprinde așa numitele „teorii de etalonare non-abeliene“, motivațiile denumirii fiind prea tehnice pentru a fi explicate aici.) Aceste teorii au proprietatea remarcabilă a „libertății asimptotice“: la distanțe asimptotic scurte, ori la energii înalte, cuarcii se comportă la fel ca particulele libere.

J.C. Collins și M.J. Perry de la Universitatea din Cambridge au demonstrat că, într-o teorie cu libertate asimptotică, proprietățile mediului aflat la o temperatură și densitate suficient de înalte sînt în mod esențial aceleași ca și în cazul în care mediul ar fi alcătuit numai din particule libere. „Libertatea asimptotică” din aceste teorii de etalonare non-abeliene furnizează deci o justificare matematică solidă pentru tabloul foarte simplu al primei sutimi de secundă — potrivit căruia universul era alcătuit din particule elementare libere.

Modelul cuarcilor lucrează bine într-o largă varietate de aplicații. Protonii și neutronii se comportă realmente ca și cînd ar consta din trei cuarci, mezonii ro se comportă ca și cînd ar fi formați dintr-un cuarc și un anticuarc ș.a.m.d. Dar, cu tot acest succes, modelul cuarcilor prezintă un paradox: chiar și cu cele mai mari energii accesibile, obținute la acceleratoarele existente, pînă acum s-a dovedit imposibil să se fragmenteze vreun hadron în cuarcii săi constituenți.

Aceeași imposibilitate de a izola cuarci liberi se constată și în cosmologie. Dacă hadronii s-au desfăcut cu adevărat în cuarci liberi în condițiile de temperatură înaltă care existau în universul timpuriu, atunci ne așteptăm să găsim niște cuarci rămași liberi pînă în clipa de față. Astrofizicianul sovietic Ya. B. Zeldovici a estimat că în universul actual cuarcii rămași liberi ar fi trebuit să fie tot atît de răspîndiți ca și atomii de aur. N-are rost să mai spunem că aurul nu e abundent, totuși o uncie de aur este mult mai ușor de cumpărat decît o uncie de cuarci.

Misterul inexistenței cuarcilor liberi izolați este una dintre cele mai importante probleme cu care se confruntă fizica teoretică în momentul de față. Gross, Wilczek și cu mine am subliniat că o explicație posibilă a misterului rezidă în „libertatea asimptotică”. Dacă tăria interacției dintre doi cuarci descrește pe măsură ce aceștia sînt împinși mai aproape unul de celălalt, în

schimb, ea crește dacă încercăm să-i separăm. Energia necesară pentru a separa un cuarc de alți quarci dintr-un hadron oarecare crește, prin urmare, cu distanța și, în cele din urmă, pare să devină destul de mare pentru a crea din vid o nouă pereche cuarc-anticuarc. La sfârșit, ne alegem nu cu câțiva quarci liberi, ci cu câțiva hadroni obișnuiți. Este exact ca și cum ai încerca să izolezi un capăt de la o coardă: dacă tragi suficient de tare, coarda se va rupe, dar rezultatul va consta din două coarde, fiecare cu câte două capete! Cuarcii erau destul de apropiați în universul timpuriu, astfel încât ei nu simțeau nici un fel de forțe și puteau să se comporte ca niște particule libere. Totuși, *fiecare* cuarc liber prezent în universul foarte timpuriu, ori s-a anihilat cu un antiquarc, ori și-a găsit adăpost într-un proton sau neutron, pe măsură ce universul s-a extins și s-a răcit.

Atît despre interacțiunile tari. Mai sînt și alte probleme care ne așteaptă, destinate momentului cînd vom da ceasul înapoi, spre adevăratul început.

O consecință cu adevărat fascinantă a teoriilor moderne ale particulelor elementare este că universul ar fi suferit o *tranziție de fază*, asemănătoare înghețului apei cînd temperatura ei scade sub 273°K ($= 0^{\circ}\text{C}$). Această tranziție de fază este asociată nu cu interacțiunile tari, ci cu o altă clasă de interacții de scurtă distanță din fizica particulelor, interacțiunile *slabe*.

Interacțiunile slabe sînt interacțiunile responsabile pentru anumite procese de dezintegrare radioactivă ca aceea a dezintegrării neutronului liber (vezi p. 108), sau, mai general, pentru orice reacție care implică un neutrino (vezi p. 119). Așa cum le arată și numele, interacțiunile slabe sînt mult mai slabe decît interacțiunile electromagnetice sau cele tari. De exemplu, într-o ciocnire dintre un neutrino și un electron la o energie de un milion de electronvolți, forța slabă este de circa o zecime de milionime (10^{-7}) din

forța electromagnetică dintre doi electroni care se ciocnesc cu aceeași energie.

În pofida slăbiciunii interacției slabe, fizicienii s-au gândit de mult că ar trebui să existe o relație profundă între forțele slabe și cele electromagnetice. O teorie a câmpului care unifică aceste două forțe a fost propusă în 1967 de mine și, independent, în 1968, de Abdus Salam⁴. Această teorie a prezis o nouă clasă de interacții slabe, așa-numiții curenți neutri, a căror existență a fost *confirmată* experimental în 1973. Teoria a fost în continuare confirmată de experiment prin descoperirea, începînd cu 1974, a unei întregi familii de noi hadroni⁵. Ideea principală a acestui fel de teorie este că natura posedă un înalt grad de simetrie, care leagă diversele particule și forțe, dar care este estompată în fenomenele fizice obișnuite. Teoriile de câmp folosite din 1973 pentru a descrie interacțiile tari sînt de același tip matematic (teorii de etalonare non-abeliene), și mulți fizicieni cred acum că teoriile de etalonare pot oferi o bază unificată pentru înțelegerea tuturor forțelor din natură: slabe, electromagnetice, tari și poate și cele gravitaționale.

Pentru studierea universului timpuriu amărmuntul important în legătură cu teoriile de etalonare este că, așa cum au arătat în 1972 D.A. Kirzhnits și A.D. Linde de la Institutul de fizică Lebedev din Moscova, aceste teorii prezic o tranziție de fază, un fel de înghețare la o „temperatură critică” de circa 3000 de milioane de milioane de grade (3×10^{15} °K). La temperaturi mai joase decît temperatura critică, universul a fost tot așa cum este acum: interacțiile slabe erau slabe și de scurtă distanță. La tempe-

⁴ În anul 1979, trei fizicieni, S.L. Glashow, A. Salam și autorul cărții, S. Weinberg, au primit premiul Nobel pentru fizică pentru teoria unificată a forțelor slabe și electromagnetice din natură. — *Nota trad.*

⁵ În 1983, la CERN—Geneva, s-au descoperit încă două particule numite bosoni intermediari — notați cu W și Z —, precize de teoriile Weinberg-Salam. — *Nota trad.*

raturi mai ridicate decît temperatura critică se manifesta unitatea esențială dintre forțele electromagnetice și cele slabe: interacțiunile slabe se supuneau aceluiași fel de lege (depindeau de distanță cu inversul pătratului acesteia) și aveau aproximativ aceeași tărie.

Analogia cu paharul cu apă care îngheață este foarte instructivă. Deasupra punctului de îngheț, apa lichidă prezintă un grad mare de omogenitate: probabilitatea de a găsi o moleculă de apă într-un punct din interiorul paharului este exact aceeași ca în oricare alt punct din pahar. Totuși, atunci cînd apa îngheață, această simetrie dintre diferitele puncte din spațiu este în parte pierdută: gheața formează o rețea cristalină, iar moleculele de apă ocupă anumite poziții separate prin intervale regulate, probabilitatea găsirii moleculelor în orice alte poziții fiind aproape nulă. În același fel, cînd universul „a înghețat” în urma scăderii temperaturii sub 3000 de milioane de milioane de grade, s-a pierdut o simetrie — nu omogenitatea spațială, ca în paharul nostru de gheață, ci simetria dintre interacțiunile slabe și cele electromagnetice.

Această analogie poate fi dusă chiar mai departe. Așa cum știe toată lumea, atunci cînd apa îngheață, ea nu formează de obicei un cristal perfect de gheață, ci ceva mult mai complicat; o amestecătură imensă de domenii cristaline, separate de diferite tipuri de neregularități cristaline. Oare universul a înghețat și el în domenii? Trăim noi oare într-un astfel de domeniu în care simetria dintre interacțiunile slabe și cele electromagnetice a fost ruptă într-un mod aparte, și vom descoperi în cele din urmă și alte domenii?

Pînă acum imaginația ne-a purtat înapoi, pînă la o temperatură de 3 000 de milioane de milioane de grade, și am avut de-a face cu interacțiunile tari, slabe și electromagnetice. Ce putem spune însă despre o altă mare clasă de interacții cunoscută fizicienilor, și anume interacțiunile gravitaționale? Gravitația a jucat, fără

îndoială, un rol important în povestirea noastră, întrucît ea controlează relația dintre densitatea universului și rata expansiunii sale. Cu toate acestea, pînă acum nu s-a găsit vreun efect al gravitației asupra proprietăților interne ale vreunei părți din universul timpuriu. Cauza este extrema slăbiciune a forței gravitaționale; de exemplu, forța gravitațională dintre electronul și protonul unui atom de hidrogen este mai slabă decît interacția lor electromagnetică de 10 la puterea 39 de ori.

(O ilustrare a slăbiciunii gravitației în procesele cosmologice este oferită de fenomenul producerii particulelor în cîmpurile gravitaționale. Leonard Parker, de la Universitatea statului Wisconsin, a arătat că efectele de „maree” ale cîmpului gravitațional al universului ar fi fost suficient de mari, într-un moment aflat la circa o milionime de milionime de milionime de milionime de secundă (10^{-24} s) de la început, pentru a produce perechi particulă-antiparticulă din spațiul gol. Totuși, gravitația era încă atît de slabă la aceste temperaturi, încît numărul de particule produse pe această cale a avut o contribuție neglijabilă la particulele deja prezente în echilibrul termic.)

Cu toate acestea, ne putem cel puțin imagina un moment în care forțele gravitaționale ar fi fost tot atît de puternice ca și interacțiunile nucleare tari discutate mai înainte. Cîmpurile gravitaționale sînt generate nu numai de masele particulelor, ci de toate formele de energie. Pămîntul se-nvîrtește în jurul soarelui ceva mai repede decît dacă soarele ar fi fost rece, întrucît energia din soare se adaugă într-o anumită măsură sursei sale de gravitație. La temperaturi supraînalte, energiile particulelor aflate în echilibru termic pot să fie atît de mari, încît forțele gravitaționale dintre ele devin la fel de tari ca oricare alte forțe. Putem estima că această stare de lucruri a existat atunci cînd temperatura a atins 100 de milioane de milioane de milioane de milioane de grade (10^{32} °K).

La această temperatură s-ar fi petrecut o mulțime de lucruri stranii. Nu numai că forțele gravitaționale ar fi fost puternice și că producerea de particule de către cîmpurile gravitaționale ar fi fost abundentă, ci de fapt chiar ideea de „particulă” n-ar fi avut încă nici un înțeles. „Orizontul” — distanța dincolo de care este imposibil de a recepționa vreun semnal (vezi p. 58) — ar fi fost în acel timp mai aproape decît o lungime de undă a unei particule tipice aflate în echilibru termic. Mai liber vorbind, fiecare particulă ar fi fost aproape la fel de mare ca tot universul observabil!

Nu știm suficiente lucruri despre natura cuantică a gravitației ca să facem măcar speculații inteligente despre istoria universului dinaintea acestui timp. Putem face o estimatie grosolană cu privire la faptul că temperatura de 10^{32} °K a fost atinsă la circa 10^{-43} secunde după început, dar nu este pe deplin limpede că această apreciere are vreun înțeles. Astfel, oricîte alte vâluri au fost ridicate, mai există unul, la temperatura de 10^{32} °K, care mai ascunde încă de privirea noastră timpurile și mai vechi.

Totuși, nici această incertitudine nu conta pentru astronomia din anul 1976 e.n. Motivul îl constituie împrejurarea că, în decursul întregii sale prime secunde de existență, universul s-a găsit probabil într-o stare de echilibru termic, în care numărul și distribuția tuturor particulelor, chiar și a neutrinilor, erau determinate de legile mecanicii statistice, și nu de detaliile istoriei lor. Atunci cînd măsurăm abundența de astăzi a heliului, ori radiația de microunde, ori chiar pe aceea a neutrinilor, observăm relieve ale stării de echilibru termic care a luat sfîrșit la încheierea primei secunde. Din cîte știm, nimic din ceea ce putem observa nu depinde de istoria universului de pînă atunci. (În special, nimic din ceea ce observăm azi nu depinde de faptul că universul a fost sau nu izotrop și omogen înaintea primei secunde, exceptînd poate raportul dintre numărul dintre fotoni și numărul de

particule nucleare.) Este ca și cum o masă ar fi pregătită cu multă grijă — punînd cele mai proaspete ingrediente, cele mai atent alese condimente, cele mai bune vinuri —, după care ar fi aruncate toate într-o oală mare ca să fiarbă cîteva ore. Pînă și celui mai ales mesean îi va fi greu să știe cu ce-a fost servit.

E posibilă o excepție. Fenomenul gravitației, ca și cel al electromagnetismului, se poate manifesta sub formă de unde, la fel de bine ca și sub o formă mai familiară de acțiune statică la distanță. Doi electroni în repaus se vor respinge unul pe celălalt cu o forță electrică statică ce depinde de distanța dintre electroni, dar dacă noi vom agita înainte și înapoi un electron, celălalt nu va simți nici o schimbare în forța care acționează asupra sa, pînă cînd undele electromagnetice nu vor avea timpul să poarte știrea cu privire la schimbarea de distanță survenită de la prima particulă la cea de-a doua. Nu mai este necesar să spunem că aceste unde călătoresc cu viteza luminii — ele *sînt* lumină, deși nu în mod obligatoriu lumină vizibilă. În același fel, dacă un uriaș rău sfătuit ar agita soarele înainte și înapoi, noi, pe pămînt, timp de opt minute, n-am simți efectul, acest timp fiind cel necesar undelor să călătorească de la soare la pămînt cu viteza luminii. De data aceasta, *nu* va fi însă o undă de lumină, adică o undă de cîmpuri electrice și magnetice oscilante, ci o undă gravitațională, în care oscilația se manifestă în cîmpul gravitațional. La fel ca în cazul undelor electromagnetice, denumim undele gravitaționale de orice lungime de undă cu termenul de „radiație gravitațională“.

Radiația gravitațională interacționează mult mai slab cu materia decît radiația electromagnetică, ori chiar decît neutrinii. (Din acest motiv, cu toate că sîntem în mod rezonabil convinși de bazele teoretice ale existenței radiației gravitaționale, pînă și cele mai asidue eforturi depuse pînă acum au eșuat în încercarea de a detecta undele gravitaționale de la vreo sursă.) Prin ur-

mare, radiația gravitațională ar fi ieșit foarte devreme din starea de echilibru termic cu celelalte componente ale universului — chiar în momentul când temperatura a fost de circa 10^{32} °K. De atunci, temperatura efectivă a radiației gravitaționale a scăzut invers proporțional cu dimensiunea universului. După aceeași lege au scăzut și temperaturile celorlalte componente ale universului, cu excepția faptului că anihilarea perechilor de cuarci-anticuarci și de leptoni-antileptoni a încălzit tot restul universului, dar nu și radiația gravitațională. Prin urmare, universul trebuie să fie umplut astăzi cu radiație gravitațională la o temperatură similară, dar întrucâtva mai mică decât aceea a neutrinilor sau a fotonilor, probabil de circa 1°K. Detectarea acestei radiații ar reprezenta o observație directă a celui mai vechi moment din istoria universului, care poate fi contemplat de fizica teoretică a zilelor noastre. Din nefericire, se pare că nu există nici cea mai slabă șansă de a detecta fondul de radiație gravitațională de 1°K în viitorul previzibil.

Cu ajutorul unei bune părți de teorie foarte speculativă, am putut să extrapolăm istoria universului înapoi în timp, pînă la un moment în care densitatea lui era infinită. Dar acest fapt nu ne mulțumește. În mod firesc, vrem să știm și ce a existat înainte de acest moment, înainte ca universul să înceapă să se dilate și să se răcească.

Este posibil să nu fi existat niciodată vreo stare de densitate infinită. Expansiunea actuală a universului ar fi putut să înceapă la sfîrșitul unei epoci anterioare de contracție, atunci când densitatea universului a atins o anumită valoare foarte mare, dar finită. Voi avea ceva mai multe de spus despre această posibilitate în capitolul următor.

Deși nu știm dacă acest lucru e adevărat, este posibil, cel puțin din punct de vedere logic, să fi *existat* totuși un început, înaintea căruia timpul însuși să nu aibă nici un înțeles. Noi

ne-am obișnuit cu ideea de zero absolut al temperaturii. Este imposibil să răcești ceva mai jos de $-273,16^{\circ}\text{C}$, nu din cauză că e prea dificil, ori pentru că nimeni nu s-a gândit la un frigider destul de ingenios, ci pentru că temperaturile mai scăzute de zero absolut pur și simplu n-au sens — nu putem să avem mai puțină căldură decît să nu avem căldură de loc. În același fel putem să ne obișnuim și cu ideea unui zero absolut al timpului — ca fiind un moment din trecut dincolo de care este în principiu imposibil să trasezi vreun lanț de la cauză la efect. Problema este deschisă și poate va rămîne mereu deschisă.

Pentru mine, faptul cel mai mulțumitor care reiese din aceste speculații despre universul foarte timpuriu este paralela care se întrevede între istoria universului și structura sa logică. Natura prezintă acum o mare diversitate de tipuri de particule și de interacții. Am învățat să privim dincolo de această diversitate, pentru a încerca să vedem diferitele particule și interacții ca aspecte ale teoriei simple unificate a cîmpurilor de etalonare. Universul actual este atît de rece, încît simetriile dintre diferitele particule și interacții au fost ascunse de un fel de înghețare; ele nu se manifestă în fenomenele obișnuite, ci trebuie exprimate matematic, în teoriile noastre de cîmpuri de etalonare. Ceea ce facem noi acum cu ajutorul matematicii a făcut căldura în universul foarte vechi, iar fenomenele fizice au prezentat atunci în mod direct simplitatea esențială a naturii. Dar nimeni nu era acolo ca să vadă.

VIII

EPILOG: VIITORUL CE NE-AȘTEAPTĂ

Universul va continua, fără îndoială, să se mai dilate un timp. În ceea ce privește soarta lui după acest moment, modelul standard face o profeție echivocă: totul depinde de densitatea cosmică — dacă este mai mare sau egală cu o anumită valoare critică.

Așa cum s-a văzut din cap. al II-lea, dacă densitatea cosmică este mai mică decât densitatea critică, atunci universul are o întindere infinită și se va extinde la nesfârșit. Descendenții noștri, dacă vom avea vreunii pe atunci, vor vedea reacțiile termonucleare sfârșindu-se încet în toate stelele și lăsând în urmă cenușă: stele negre pitice, stele neutronice, poate chiar găuri negre. Planetele pot continua să se învîrtă pe orbită, încetinindu-și mișcarea, întrucît radiază unde gravitaționale, fără a ajunge însă în repaus în vreun interval finit de timp¹. Fondurile de radiație cosmică și de neutrini vor continua să se răcească invers proporțional cu dimensiunea universului, dar nu se vor pierde; noi chiar și acum de-abia putem detecta fondul de radiație de microunde de la 3° K.

Pe de altă parte, dacă densitatea cosmică este mai mare decât valoarea critică, atunci universul este finit și expansiunea lui se va sfârși în cele din urmă, făcînd loc unei contracții accelerate. Dacă, de exemplu, densitatea cosmică este de două ori mai mare decât valoarea critică, iar

¹ Vezi comentariul nr. 4. — *Nota trad.*

valoarea actuală a constantei lui Hubble (15 km/s pe un milion de ani-lumină) este corectă, atunci universul are acum vîrsta de 10 000 de milioane de ani; el se va mai dilata încă alți 50 000 de milioane de ani, după care va începe să se contracte. (Vezi fig. 4, p. 54.) Con tracția este exact expansiunea derulată invers: după 50 000 de milioane de ani, universul și-ar regăsi dimensiunile actuale, iar după alți 10 000 de milioane de ani, s-ar afla din nou într-o stare singulară de densitate infinită.

Cel puțin de-a lungul primei părți a fazei de contracție, astronomii (dacă vor mai exista vreunii) vor putea să se amuze observînd și deplasarea spre roșu, și deplasarea spre albastru. Lumina de la cele mai apropiate galaxii ar fi emisă pe vremea cînd universul era mai mare decît în momentul observării razelor de lumină, astfel încît, la observație, lumina ar apare deplasată spre capătul cu lungimi de undă mai scurte ale spectrului, adică spre albastru. Pe de altă parte, lumina de la obiectele extrem de depărtate ar fi emisă pe cînd universul se afla încă în fazele timpurii ale expansiunii sale, cînd universul era mai mic decît în momentul în care lumina este observată, astfel încît spectrul ei este deplasat spre lungimile mari de undă, adică spre roșu.

Temperatura fondurilor cosmice de fotoni și neutrini va scădea și apoi se va ridica, odată cu dilatarea și apoi cu contractarea universului, însă întotdeauna invers proporțional cu dimensiunea universului. Dacă densitatea cosmică este acum dublul celei critice, calculele noastre arată că universul va fi, în momentul dilatării sale maxime, de două ori mai mare decît în prezent, astfel încît temperatura fondului de microunde va fi atunci exact jumătate din valoarea ei de 3° K de astăzi, adică de circa 1,5° K. Apoi, întrucît universul va începe să se contracte, temperatura va începe să crească.

La început nu va fi alarmă — pentru mii de milioane de ani fondul de radiație va fi atît de

rece, încît pînă și simpla lui detectare va constitui un efort. Totuși, cînd universul se va fi re-contractat la o sutime din dimensiunea lui actuală, fondul de radiație va începe să domine cerul: acesta va fi în timpul nopții la fel de cald ca cerul actual în timpul zilei (300°K). Șaptezeci de milioane de ani mai tîrziu, universul s-ar mai contracta de încă o sută de ori, iar moștenitorii și urmașii noștri (dacă vor exista) ar găsi cerul intolerabil de strălucitor. Moleculele din atmosferele planetare și stelare și din spațiul interstelar ar începe să se disocieze în atomii lor constituenți, atomii s-ar rupe în electroni liberi și nuclee atomice. După încă 700 000 de ani, temperatura cosmică ar fi de zece milioane de grade; atunci înseși stelele și planetele s-ar dizolva într-o supă cosmică de radiație, electroni și nuclee. Temperatura ar continua să se ridice, atîngînd după 22 de zile zece mii de milioane de grade. Nucleele vor începe să se desfacă în protonii și neutronii lor constituenți, distrugînd tot rezultatul activității de nucleosinteză cosmică și stelară. Curînd după aceasta, electronii și pozitronii vor fi creați într-un număr mare în ciocnirile foton-foton și fondul cosmic de neutrini și antineutrini își va regăsi comuniunea termică cu restul universului.

Putem oare să ducem această poveste tristă pînă la sfîrșit, adică pînă la o stare de temperatură și densitate infinite? Se oprește cu adevărat timpul la circa trei minute după ce temperatura atinge o mie de milioane de grade? Bineînțeles, nu putem fi siguri. Toate incertitudinile pe care le-am întîlnit în capitolul precedent, în încercarea de a explora prima sutime de secundă, vor reveni pentru a ne nedumeri pe cînd privim spre ultima sutime de secundă. Întregul univers trebuie descris, mai înainte de toate, în limbajul mecanicii cuantice la temperaturi de peste 100 de milioane de milioane de milioane de milioane de milioane de grade ($10^{32}\text{ }^{\circ}\text{K}$), și nimeni n-are nici o idee ce se va întîmpla atunci. De asemenea, în cazul în care universul nu este cu adevărat izotrop și omogen (vezi sfîrșitul cap. al V-lea),

atunci întreaga noastră poveste s-ar putea să-și piardă valabilitatea cu mult înainte de a fi confrunțată cu problemele cosmologiei cuantice.

Din aceste incertitudini, unii cosmologi capătă un fel de speranță. S-ar putea ca universul să sufere un salt și să înceapă să se dilate din nou. În *Edda*, după bătălia finală de la Ragnarok dintre zei și uriași, pământul este distrus de foc și de apă, dar apele se retrag, fiii lui Thor ies din Infern purtând ciocanul tatălui lor, și întreaga lume începe din nou. Dar dacă universul va suferi o nouă expansiune, aceasta va fi din nou încetinită pînă la oprire și va fi urmată de o altă contracție, sfîrșită într-un alt Ragnarok cosmic, urmat de un nou salt și așa la nesfîrșit.

Dacă acesta va fi viitorul nostru, probabil că tot acesta a fost și trecutul. Universul actual, aflat în expansiune, ar constitui numai faza care urmează ultimei contracții și ultimului salt. (Într-adevăr, în lucrarea lor din 1965 despre fondul cosmic de microunde, Dicke, Peebles, Roll și Wilkinson au presupus existența unei faze precedente de expansiune și contracție cosmică și au afirmat că universul ar fi trebuit să se contracte suficient ca să ridice temperatura pînă la cel puțin 10 000 de milioane de grade, pentru a distruge elementele grele formate în faza anterioară.) Privind și mai departe înapoi, ne putem imagina un ciclu fără sfîrșit de expansiuni și de contracții ducînd spre trecutul infinit, fără vreun fel de început.

Anumiți cosmologi sînt atrași din punct de vedere filosofic de modelul oscilant, în special din cauză că, la fel ca modelul stării staționare, acesta evită cu eleganță problema Genezei. Un astfel de model se confruntă totuși cu o dificultate teoretică severă. Cu fiecare ciclu, raportul dintre numărul de fotoni și cel de particule (sau, mai precis, entropia pe număr de particule) crește ușor, pe seama unui fel de frecare (cunoscută sub numele de frecare globală) care are loc în timp ce universul se extinde și se contractă. După cum deducem, universul demarează în

fiecare nou ciclu cu un nou raport între fotoni și particule, ceva mai mare decît precedentul raport. Raportul actual este mare, dar nu infinit, așa că este greu de văzut cum ar fi putut trece universul pînă acum printr-un număr infinit de cicluri.

Totuși, aceste probleme pot fi rezolvate în totalitate, dar oricare ar fi modelul cosmologic ce se dovedește corect, aflarea lui nu ne dă o senzație prea confortabilă. Este aproape irezistibilă pentru oameni ideea că am avea o relație specială cu universul, că viața umană nu este exact o consecință, mai mult sau mai puțin comică, a unui lanț de accidente ancorat înapoi în primele trei minute și că noi am fi fost cumva clădiți de la început. Cînd scriu aceste rînduri, mă aflu într-un avion, care zboară la 10 000 m deasupra statului Wyoming, în drum spre casă de la San Francisco la Boston. Dedesubt, pămîntul arată foarte moale și confortabil — ici, colo, nori pufoși, zăpada care devine roz la apusul soarelui, drumurile care taie țara de-a lungul, de la un oraș la altul. E foarte greu de realizat că toate acestea sînt numai o parte firavă dintr-un univers copleșitor prin ostilitate. E chiar și mai greu de realizat că universul actual a evoluat astfel pornind de la condiții deosebit de ostile și că se află în fața perspectivei epuizării sale într-un frig fără sfîrșit sau într-o dogoare de nesuportat. Cu cît universul pare mai cognoscibil, cu atît pare mai lipsit de sens.

Dar dacă roadele cercetării noastre nu ne aduc totdeauna alinare, există cel puțin o consolare în cercetarea însăși. Oamenii nu se mulțumesc să-și ridice moralul cu povești despre zei și uriași, ori să-și închidă gîndurile luîndu-se cu treburile zilnice; ei își construiesc telescoape și sateliți și acceleratoare și stau ore nesfîrșite la mesele lor de lucru căutînd semnificația datelor pe care le obțin. Efortul de a înțelege universul este unul dintre foarte puținele lucruri care ridică viața omului deasupra condiției sale de simplu participant la o dramă, conferindu-i în schimb ceva din măreția unei tragedii.

Tabele

1. Proprietățile unor particule elementare

Particula	Simbolul	Energia de repaus (milioane electronvolți)	Temperatura de prag (mii de milioane grade K)	Numărul efectiv de specii	Viața medie (secunde)
Leptoni	Fotonul γ	0	0	$1 \times 2 \times 1 = 2$	stabil
	Neutrini ¹ $\nu_e, \bar{\nu}_e$	0	0	$2 \times 1 \times 7/8 = 7/4$	stabil
	$\nu_\mu, \bar{\nu}_\mu$	0	0	$2 \times 1 \times 7/8 = 7/4$	stabil
	Electronul e^-, e^+	0,5110	5,930	$2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$	stabil
Hadroni	Miounul μ^-, μ^+	105,66	1226,2	$2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$	$2,197 \times 10^{-6}$
	Mezonii π^0	134,96	1566,2	$1 \times 1 \times 1 = 1$	$0,8 \times 10^{-18}$
	π^+, π^-	139,57	1619,7	$2 \times 1 \times 1 = 2$	$2,60 \times 10^{-8}$
	Protonul p, \bar{p}	938,26	10,888	$2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$	stabil ²
	Neutronul n, \bar{n}	939,55	10,903	$2 \times 2 \times 7/8 = 7/2$	920

Proprietățile unor particule elementare. „Energia de repaus“ este energia care ar fi eliberată dacă toată masa particulei s-ar converti în energie. „Temperatura de prag“ este energia de repaus împărțită la constanta lui Boltzmann; ea este temperatura deasupra căreia o particulă poate fi creată liber din radiația termică. „Numărul efectiv de specii“ măsoară contribuția relativă a fiecărui tip de particule la energia totală, la presiune și la entropie, atunci când temperaturile sînt mult peste temperatura de prag. Acest număr este produsul a trei factori: primul este 2 sau 1, după cum particula are sau nu o antiparticulă distinctă; cel de-al doilea factor este numărul de orientări posibile ale spinului particulelor; ultimul factor este 7/8 în cazul în care particula se supune principiului excluziunii al lui Pauli și 1 în cazul contrar. „Viața medie“ este lungimea medie a intervalului de timp în care particula supraviețuiește înainte de a suferi o dezintegrare radioactivă în alte particule.

¹ Vezi comentariul nr. 2. — *Nota trad.*

² Vezi comentariul nr. 5. — *Nota trad.*

2. Proprietățile unor tipuri de radiație

	Lungimea de undă (centimetri)	Energia fotonilor (electronvolți)	Temperatura corpului negru (grade Kelvin)
Radio (până la frecven- țe ultraînalte)	>10	$<0,00001$	$<0,03$
Microunde	0,01 la 10	0,00001 la 0,01	0,03 la 30
Infraroșii	0,0001 la 0,01	0,01 la 1	30 la 3 000
Vizibile	2×10^{-5} la 10^{-4}	1 la 6	3 000 la 15 000
Ultraviolete	10^{-7} la 2×10^{-8}	6 la 1 000	15 000 la 3 000 000
Raze X	10^{-9} la 10^{-7}	1 000 la 100 000	3×10^6 la 3×10^8
Raze γ	$<10^{-9}$	$>100 000$	$>3 \times 10^8$

Proprietățile unor tipuri de radiație. Fiecare tip de radiație este caracterizat de un anumit interval de lungimi de undă, dat aici în centimetri. Corespunzător intervalului de lungimi de undă se dă și intervalul de energii ale fotonului, în electronvolți. „Temperatura corpului negru“ este temperatura la care radiația corpului negru ar avea cea mai mare parte din energia sa concentrată în intervalul dat de lungimi de undă; această temperatură este dată în tabel în grade Kelvin. (De exemplu, lungimea de undă la care Penzias și Wilson și-au acordat instrumentele pentru descoperirea fondului de radiație cosmică a fost de 7,35 cm, astfel încât aici este vorba de radiație de microunde; energia fotonului eliberat atunci când un nucleu suferă o transmutație radioactivă este în mod obișnuit în jur de un milion de electronvolți, deci radiația cu o atare energie este o rază γ ; iar suprafața soarelui se află la o temperatură de $5\,800^\circ\text{K}$, emițind prin urmare lumină vizibilă.) Desigur, trecerile dintre diferitele tipuri de radiație nu sînt bruște. Nu există un acord universal asupra despărțirii radiației în intervale de lungimi de undă.

Glosar

ANGSTROM. O sutime de milionime dintr-un centimetru (10^{-8} cm). Notat cu Å. Dimensiunile atomice tipice sînt de cîțiva Angstromi; lungimile de undă tipice pentru lumina vizibilă sînt de cîteva mii de Angstromi.

AN-LUMINĂ. Distanța parcursă de o rază de lumină într-un an, egală cu 9,4605 milioane de milioane de kilometri.

ANTIPARTICULĂ. O particulă cu aceeași masă și același spin ca altă particulă, dar cu sarcina electrică, numărul barionic, numărul leptonic ș.a. egale, dar de semn contrar față de cealaltă. Fiecărei particule îi corespunde o antiparticulă, cu excepția cîtorva particule neutre, ca fotonul și mezonul π^0 , care sînt propriile lor antiparticule. Antineutrino este antiparticula neutrino, antiprotonul este antiparticula protonului etc. Antimateria constă din antiprotoni, antineutroni și anti-electroni, ori pozitroni.

BARIONI. O clasă de particule care include neutronii, protonii și hadronii instabili numiți hiperoni. *Numărul barionic* este numărul total de barioni prezenți într-un sistem minus numărul total al antibarionilor.

CALEA LACTEE. Numele vechi al dungii de stele care marchează planul galaxiei noastre. Uneori este folosit ca nume pentru galaxia noastră.

CIANUL. Compusul chimic CN, format din carbon și azot. A fost găsit în spațiul interstelar datorită faptului că absoarbe lumina vizibilă.

CONSTANTA COSMOLOGICĂ. Un termen adăugat de Einstein în 1917 ecuațiilor sale din teoria cîmpului gravitațional. Un astfel de termen ar produce o respingere la distanțe foarte mari, fiind necesar într-un univers static ca să balanseze atracția datorată gravitației. Nu

există vreun motiv să se suspecteze în momentul de față existența unei constante cosmologice.

CONSTANTA LUI BOLTZMANN. Constanta fundamentală a mecanicii statistice, care leagă scara temperaturii cu unitățile de energie. Notată de obicei cu k , sau cu k_B . Este egală cu $1,3806 \times 10^{-16}$ ergi/grad Kelvin, sau 0,00008617 electronvolți/grad Kelvin.

CONSTANTA LUI NEWTON. Constanta fundamentală din teoriile despre gravitație ale lui Newton și Einstein. Se notează cu G . În teoria lui Newton, forța gravitațională dintre două corpuri este G , înmulțită cu produsul maselor și împărțită la pătratul distanței dintre ele. În unități metrice este egală cu $6,67 \times 10^{-8}$ cm³/(g · s²).

CONSTANTA LUI PLANCK. Constanta fundamentală a mecanicii cuantice. Se notează cu h și este egală cu $6,67 \times 10^{-27}$ erg · s. Constanta lui Planck a fost introdusă pentru prima oară în 1900 în teoria lui Planck despre radiația corpului negru. A apărut apoi și în teoria lui Einstein din 1905 despre fotoni: energia unui foton este produsul dintre constanta lui Planck și viteza luminii împărțit la lungimea de undă. Astăzi

se folosește mai des constanta $\hbar = \frac{h}{2\pi}$.

CONSTANTA STRUCTURII FINE. Constantă numerică fundamentală a fizicii atomice și a electrodinamicii cuantice, definită ca pătratul sarcinii electronului împărțit la produsul dintre constanta lui Planck și viteza luminii. Notată cu α . Este egală cu 1/137,036.

COSMOLOGIA „MARII EXPLOZII” (BIG BANG). Teoria conform căreia expansiunea universului a început la un timp finit în trecut, într-o stare de densitate și presiune enorme.

CUARCI. Particule fundamentale ipotetice, din care se presupune că sînt formați toți hadronii. Cuarci izolați n-au fost observați niciodată și există motive teoretice să se bănuiască că, deși într-un anumit sens sînt reali, cuarcii *nu pot* fi observați niciodată ca particule izolate.

DEMOCRAȚIA NUCLEARĂ. Doctrina conform căreia toți hadronii sînt egali între ei ca importanță, fiind toți fundamentali.

DENSITATE. Cantitatea oricărei mărimi fizice măsurate pe unitatea de volum. *Densitatea de masă* este masa în unitatea de volum, la care referirile se fac simplu cu termenul de „densitate”. *Densitatea de energie* este energia pe unitatea de volum; *densitatea numărului de particule*, ori *densitatea de particule*, este numărul de particule pe unitatea de volum.

DENSITATEA CRITICĂ. Densitatea cosmică de masă necesară în prezent pentru ca expansiunea universului să înceteze în cele din urmă și să fie urmată de o contracție. Universul este finit spațial în condițiile în care densitatea cosmică depășește densitatea critică.

DEPLASARE SPRE ALBASTRU. Deplasarea liniilor spectrale către lungimile de undă mai scurte, cauzată de efectul Doppler de la o sursă ce se apropie.

DEPLASARE SPRE ROȘU. Abaterea liniilor spectrale către lungimi mai mari de undă, cauzată de efectul Doppler de la o sursă ce se depărtează. În cosmologie, termenul este folosit în legătură cu deplasarea observată a liniilor spectrale provenite de la corpurile astronomice depărtate, deplasare care are loc spre lungimile de undă mari ale spectrelor. Exprimată fracțional, ca modificare relativă a lungimii de undă, se notează cu z .

DEUTERIU. Izotop greu al hidrogenului, H^2 . Nucleele de deuteriu, numite *deuteroni*, constau dintr-un proton și un neutron.

DIAGrameLE FEYNMAN. Diagrame care simbolizează diversele contribuții la eficacitatea fiecărei reacții cu particule nucleare.

DISTRIBUȚIA PLANCK. Distribuția energiei la diferite lungimi de undă pentru radiația aflată în stare de echilibru termic, adică pentru radiația corpului negru.

DRUM LIBER MIJLOCIU. Distanța medie străbătută de o particulă dată între două ciocniri cu mediul prin care se mișcă. *Timpul liber mijlociu* este timpul mediu dintre două ciocniri.

ECHILIBRU TERMIC. O stare în care numărul de particule care intră în unitatea de timp și au vitezele, spinii etc. în anumite intervale de valori este compensat exact de numărul de particule care ies în unitatea de timp din această stare. Dacă este lăsat neperturbat un timp suficient de lung, orice sistem fizic se va apropia în cele din urmă de o stare de echilibru termic.

EFFECTUL DOPPLER. Schimbarea frecvenței oricărui semnal, cauzată de mișcarea relativă dintre sursă și receptor.

ELECTRONUL. Cea mai ușoară particulă având masă¹. Toate proprietățile chimice ale atomilor și moleculelor sînt determinate de interacția electrică a electronilor între ei și cu nucleeele atomice.

¹ Vezi comentariul nr. 2. — *Nota trad.*

ELECTRONVOLTUL. O unitate de energie, convenabilă fizicii atomice, egală cu energia câștigată de un electron prin trecerea printr-o diferență de potențial egală cu un volt. Este egal cu $1,60219 \times 10^{-12}$ ergi.

ENERGIE DE REPAUS. Energia unei particule aflate în repaus, care ar fi eliberată dacă toată masa particulei s-ar anihila. Este dată de formula lui Einstein $E = mc^2$.

ENTROPIE. O mărime fundamentală a mecanicii statistice, legată de gradul de dezordine dintr-un sistem fizic. Entropia se conservă în orice procese în care echilibrul termic este menținut în mod permanent. A doua lege a termodinamicii spune că entropia totală nu descrește în nici o reacție.

ERG. Unitatea de energie în sistemul centimetru-gram-secundă. Energia cinetică a unei mase de un gram care are viteza de un centimetru pe secundă este de jumătate de erg.

FOTON. În teoria cuantică a radiației, fotonul este particula asociată undei de lumină. Se notează cu γ .

FRECVENȚA. Numărul de creste ale oricărui tip de unde care trec în unitatea de timp printr-un punct dat. Este egală cu viteza împărțită la lungimea de undă. Măsurată în cicli pe secundă sau „hertzi“.

GALAXIE. O aglomerare de stele legate între ele prin gravitație, conținând pînă la 10^{12} mase solare. Galaxia noastră este deseori denumită „galaxia“. Galaxiile sînt clasificate în general după formă în: eliptice, spirale sau neregulate.

GALAXII TIPICE. Termen folosit aici pentru galaxiile care nu au viteze ieșite din comun și care se mișcă prin urmare numai odată cu fluxul general al materiei, produs de expansiunea universului. Același înțeles îl au aici și termenii *particulă tipică* și *observator tipic*.

HADRON. Orice particulă care participă la interacția tare. Hadronii se clasifică în barioni (cum ar fi neutronul și protonul), care se supun principiului excluziunii al lui Pauli, și în mezoni, care nu se supun acestui principiu.

HELIU. Cel mai ușor și totodată cel mai abundent element chimic după hidrogen. Există doi izotopi stabili ai heliului: nucleul de He^4 , care conține doi protoni și doi neutroni, în timp ce nucleul de He^3 conține doi protoni și un neutron. Atomii de heliu au doi electroni în jurul nucleului.

HIDROGEN. Cel mai ușor și cel mai abundent element chimic. Nucleul hidrogenului obișnuit constă dintr-un singur proton. Există, de asemenea, doi izotopi mai

grei, deuteriul și tritiul. Atomii oricărui tip de hidrogen sînt formați din nucleul de hidrogen și un singur electron; ionii de hidrogen cu sarcină pozitivă au electronul lipsă.

INTERACȚII SLABE. Una din cele patru clase de interacții dintre particulele elementare. La energii obișnuite, interacțiile slabe sînt mult mai slabe decît cele electromagnetice sau tari, fiind totuși mult mai puternice decît cele gravitaționale. Interacțiile slabe sînt responsabile pentru dezintegrarea relativ înceată a unor particule ca neutronul și miuonul, ca și pentru toate reacțiile care au loc cu neutrini. Este foarte răspîdită ipoteza că interacțiile slabe, electromagnetice și poate și cele tari sînt manifestări ale unei forțe simple, descrisă de teoria unificată a cîmpurilor de etalonare.

INTERACȚII TARI. Cele mai puternice interacții dintre cele patru clase de interacții ale particulelor elementare. Sînt responsabile pentru forțele nucleare care țin protonii și neutronii legați împreună în nucleeele atomice. Interacțiile tari afectează numai hadronii, nu și leptonii sau fotonii.

IONUL DE HIDROXIL. Ionul de OH^- , format dintr-un atom de oxigen, un atom de hidrogen și un electron suplimentar.

IZOTROPIE. Proprietate a universului care presupune că acesta arată pentru un observator tipic la fel în toate direcțiile.

KELVIN. Scara de temperatură, asemănătoare scării centigrade, dar cu zero absolut ca zero al temperaturii, în loc de punctul de topire a gheții. Punctul de topire a gheții este, la presiunea de o atmosferă, la $273,15^\circ\text{K}$.

LEGE DE CONSERVARE. O lege care afirmă că valoarea totală a unei anumite cantități nu se schimbă în nici o reacție.

LEGEA LUI HUBBLE. Relația de proporționalitate dintre viteza de recesiune a galaxiilor aflate la o distanță moderată și distanța pînă la ele. *Constanta lui Hubble* este raportul dintre viteză și distanța pentru astfel de galaxii și este notată cu H sau H_0 .

LEGEA LUI STEFAN-BOLTZMANN. Relația de proporționalitate dintre densitatea de energie din radiația corpului negru și puterea a patra a temperaturii.

LEGEA RAYLEIGH-JEANS. Relația simplă dintre densitatea de energie (pe unitatea de lungime de undă) și lungimea de undă, valabilă pentru limita lungimilor de undă mari din distribuția Planck. Densitatea de energie în această limită este proporțională cu inversul puterii a patra a lungimii de undă.

LEPTON. O clasă de particule care nu participă la interacțiile tari, clasă ce include electronul, miuonul și neutrinul. *Numărul leptonic* este numărul total al leptonilor prezenți într-un sistem minus numărul total al antileptonilor.

LIBERTATE ASIMPTOTICĂ. Proprietatea unor teorii ale câmpului pentru interacțiile tari, conform cărora forțele devin din ce în ce mai slabe la distanțe foarte scurte.

LUMINOZITATE ABSOLUTĂ. Energia totală emisă în unitatea de timp de un corp ceresc.

LUMINOZITATE APARENTĂ. Energia totală primită în unitatea de timp pe unitatea de suprafață a unui receptor, de la un corp ceresc.

LUNGIME DE UNDĂ. La orice fel de unde, este distanța dintre două creste succesive. Pentru undele electromagnetice, lungimea de undă poate fi definită ca distanța dintre punctele în care fiecare componentă a vectorilor câmpului electric ori magnetic își atinge valoarea maximă. Se notează cu λ .

MASA JEANS. Masa minimă pentru care atracția gravitațională poate învinge presiunea internă și produce un sistem legat gravitațional. Notată cu M_J .

MECANICA CUANTICĂ. Teoria fizică fundamentală, dezvoltată în anii '20 și care a înlocuit mecanica clasică. În mecanica cuantică undele și particulele sînt două aspecte ale aceleiași entități. Particula asociată unei unde date este *cuanta*. De asemenea, stările sistemelor legate, cum ar fi atomii sau moleculele, ocupă numai anumite nivele distincte de energie; se spune că energia este *cuantificată*.

MEZONI. O clasă de particule care interacționează tare, din care fac parte mezonii π , mezonii K , mezonii ρ , toate fiind particule cu numărul barionic zero.

MEZONUL π . Hadronul cu masa cea mai mică. Există în trei varietăți, o particulă încărcată pozitiv (π^+), antiparticula sa, încărcată negativ (π^-), și o particulă neutră ceva mai ușoară (π^0). Adesea sînt denumiți și *pioni*.

MEZONUL ρ . Unul dintre numeroșii hadroni extrem de instabili. Se dezintegrează în doi mezonii π și are o viață medie de $4,4 \times 10^{-24}$ s.

MIȘCARE PROPRIE. Deplasarea poziției pe bolta cerească a corpurilor astronomice, cauzată de mișcarea lor perpendicular pe raza vizuală. E măsurată de obicei în secunde de arc pe an.

MIUON. O particulă elementară instabilă cu sarcină negativă, asemănătoare cu electronul, dar de 207 ori mai

grea. Se notează cu μ . Uneori este denumită *mezonul* μ , dar nu interacționează tare, așa cum interacționează adevărații mezoni.

MODELUL FRIEDMANN. Modelul matematic al structurii spațio-temporale a universului, bazat pe relativitatea generalizată (fără constanta cosmologică) și pe Principiul cosmologic.

NEBULOASA DIN ANDROMEDA. Galaxie mare, cea mai apropiată de galaxia noastră. O spirală care conține circa 3×10^{11} mase solare. Se află sub numele de M 31 în catalogul Messier, NGC 224 în „Noul catalog general“.

NEBULOASE. Obiecte astronomice extinse, avînd aspectul de nori. Unele sînt galaxii; altele sînt de fapt nori de praf și de gaz din galaxia noastră.

NEUTRINO. O particulă fără masă², neutră electric, interacționînd numai slab și gravitațional. Notată cu ν . Neutrinii există sub cel puțin două forme: de tipul electronic (ν_e) și de tipul miuonic (ν_μ).

NEUTRON. Particulă neîncărcată, aflată împreună cu protonul în nucleele atomice obișnuite. Notat cu n .

NUMĂRUL MESSIER. Numărul din catalog al diferitelor nebuloase și aglomerări de stele din lista întocmită de Charles Messier. Este prescurtat în mod uzual cu M...; astfel, nebuloasa din Andromeda are numărul M31.

OBIECTE CVASISTELARE. O clasă de obiecte astronomice cu aspect de stea și cu dimensiuni unghiulare foarte mici, dar cu deplasări mari spre roșu. Uneori sînt numite și *quasari*, sau, cînd sînt surse puternice de unde radio, primesc denumirea de *surse cvasistelare*. Adevărata lor natură este necunoscută.

OMOGENITATE. Proprietate a universului care presupune că acesta apare în același moment dat, la fel pentru orice observator tipic, oriunde ar fi el localizat.

ORIZONT. În cosmologie, distanța dincolo de care nici un semnal luminos n-ar fi avut încă timpul să ne ajungă. Dacă universul are o vîrstă bine definită, atunci distanța pînă la orizont este de ordinul de mărime al vîrstei universului înmulțită cu viteza luminii.

PARAMETRU DE FRÎNARE. Un număr care caracterizează ritmul în care se încetinește recesiunea galaxiilor îndepărtate.

PARSEC. Unitate astronomică de distanță. Definită ca distanța unui obiect a cărui *paralaxă* (deplasarea anuală pe cer datorată mișcării pămîntului în jurul soarelui) este o secundă de arc. Prescurtat pc. Este egal cu

² Vezi comentariul nr. 2. — *Nota trad.*

$3,0856 \times 10^{18}$ km sau 3,2615 ani-lumină. Este folosit în general mai ales în literatura astronomică. Unitatea cosmologică convențională este un milion de parseci, ori un *megaparsec*, prescurtat Mpc. Constanta lui Hubble se dă de obicei în kilometri pe secundă pe megaparsec.

PARTICULE NUCLEARE. Particulele care se găsesc în nucleele atomilor obișnuiți, adică neutronul și protonul. Se mai numesc, pe scurt, *nucleoni*.

POZITRON. Antiparticula (încărcată pozitiv) a electronului. Se notează cu e^+ .

PRINCIPIUL COSMOLOGIC. Ipoteza conform căreia universul este izotrop și omogen.

PRINCIPIUL EXCLUZIUNII AL LUI PAULI. Principiul potrivit căruia două particule de același tip nu pot ocupa simultan exact aceeași stare cuantică. Se verifică la barioni și leptoni, dar nu și la fotoni ori mezoți.

PROTON. Particulă încărcată pozitiv, găsită mai ales împreună cu neutronul în nucleele atomilor obișnuiți. Simbolizată cu p . Nucleul de hidrogen constă dintr-un proton.

RADIAȚIA CORPULUI NEGRU. Radiație cu aceeași densitate de energie în fiecare interval de lungimi de undă ca și radiația emisă de un corp total absorbant, încălzit. Radiația în orice stare de echilibru termic este o radiație de corp negru.

RADIAȚIA DE MICROUNDE. Unde electromagnetice cu lungimea cuprinsă între 0,01 și 10 cm, intermediare între undele radio de foarte înaltă frecvență și radiația infraroșie. Corpurile care au o temperatură de câteva grade Kelvin radiază mai ales în banda de microunde.

RADIAȚIE INFRAROȘIE. Unde electromagnetice cu lungimea între aproximativ 0,0001 cm și 0,01 cm (zece mii până la un milion de Angstromi), intermediare între lumina vizibilă și radiația de microunde. Corpurile aflate la temperatura camerei emit mai ales în spectrul infraroșu.

RADIAȚIE ULTRAVIOLETĂ. Unde electromagnetice cu lungimea de undă cuprinsă între 10 Angstromi și 2 000 de Angstromi (de la 10^{-7} cm la 2×10^{-5} cm), intermediare între lumina vizibilă și razele X.

RAZE COSMICE. Particule încărcate, având energii mari, care intră în atmosfera pământului din spațiul cosmic.

RECOMBINARE. Combinarea nucleelor atomice și a electronilor, având ca rezultat atomi obișnuiți. În cosmologie, recombinația este folosită ca denumire a fenomenului de formare a atomilor de heliu și de hidrogen la o temperatură în jur de 3 000°K.

RELATIVITATE GENERALIZATĂ. Teoria gravitației, elaborată de Albert Einstein în decada 1906—1916. Așa cum a formulat-o Einstein, ideea esențială a relativității generalizate este că gravitația este un efect al curbării continuumului spațiu-timp.

RELATIVITATEA RESTRINSĂ. Noul punct de vedere asupra spațiului și timpului prezentat de Albert Einstein în 1905. Ca și în mecanica newtoniană, există un set de transformări matematice care leagă coordonatele spațio-temporale folosite de diferiți observatori, astfel încât legile naturii apar aceleași pentru observatori. Totuși, în relativitatea restrinsă, transformările spațio-temporale au proprietatea esențială de a lăsa neschimbată viteza luminii, indiferent de viteza observatorului. Orice sistem conținând particule cu viteze apropiate de viteza luminii este numit relativist și trebuie tratat cu ajutorul legilor relativității restrinse, în locul legilor mecanicii newtoniene.

ROIUL DIN FECIOARA. Un roi gigant de peste 1000 de galaxii din constelația Fecioarei. Acest roi se depărtează de noi cu o viteză de aproximativ 1 000 km/s și e considerat că s-ar afla la o distanță de 60 de milioane de ani-lumină.

SPINUL. O proprietate fundamentală a particulelor elementare, care descrie starea de rotație a unei particule. Conform regulilor mecanicii cuantice, spinul poate lua numai anumite valori, egale cu un număr întreg, sau semiîntreg, înmulțit cu constanta lui Planck.

SUPERNOVE. Ezorime explozii stelare în care întreg miezul intern al stelei este aruncat în afară, în spațiul interstelar. O supernovă produce în câteva zile tot atîta energie cît radiază soarele în o mie de milioane de ani. Ultima supernovă observată în galaxia noastră a fost văzută de Kepler (și de astronomii de la curtea chineză și cea coreeană) în 1604, în constelația Ophiuchus, dar radiosursa Cas A este considerată ca provenind dintr-o supernovă mult mai recentă.

TEMPERATURA CRITICĂ. Temperatura la care are loc o tranziție de fază.

TEMPERATURA DE PRAG. Temperatura deasupra căreia un tip dat de particule va fi produs în număr mare de radiația corpului negru. Este egală cu masa particulei înmulțită cu pătratul vitezei luminii și împărțită la constanta lui Boltzmann.

TEMPERATURA MAXIMĂ. Limita superioară a temperaturii, consecință a unor teorii despre interacțiile tari. Este estimată în aceste teorii ca fiind două milioane de grade Kelvin.

TEORIA STĂRII STAȚIONARE. Teoria cosmologică dezvoltată de Bondi, Gold și Hoyle, în care, în medie,

proprietățile generale ale universului nu se schimbă niciodată cu timpul; materie nouă trebuie creată în mod continuu, pentru a menține densitatea constantă în universul aflat în expansiune.

TEORII DE ETALONARE. O clasă de teorii de câmp care sînt intens studiate actualmente ca posibile teorii ale interacțiilor slabe, electromagnetice și tari. Astfel de teorii sînt invariante la transformările de simetrie, ale căror efecte variază de la punct la punct în spațiu-timp. Termenul de „etalon“ vine de la cuvîntul englezesc „gauge“ însemnînd „măsură“, dar este folosit mai ales din rațiuni de ordin istoric.

TIMPUL CARACTERISTIC DE EXPANSIUNE. Inversul constantei lui Hubble. Aproximativ de 100 de ori timpul în care universul se va extinde cu 1%.

TRANZIȚIE DE FAZĂ. Tranziția bruscă a unui sistem de la o configurație la alta, de obicei cu o schimbare de simetrie. Exemplele cuprind: topirea, fierberea și tranziția de la conductibilitatea obișnuită la supraconductibilitate.

TRITIU. Izotopul instabil H^3 al hidrogenului. Nucleele de tritium sînt alcătuite dintr-un proton și doi neutroni.

UNDE GRAVITAȚIONALE. Unde din câmpul gravitațional analoage undelor din câmpul electromagnetic. Undele gravitaționale se deplasează cu aceeași viteză ca undele luminoase, cu 299 792 km/s. Nu există o dovadă experimentală general acceptată a existenței lor, dar aceasta nu e pusă serios la îndoială, întrucît este statuată de relativitatea generalizată. Cuanta radiației gravitaționale, analoagă fotonului, este numită graviton.

VARIABLE CEFEIDE. Stele variabile strălucitoare, cu o relație bine definită între luminozitatea absolută, perioada de variabilitate și culoare. Denumite astfel după steaua δ Cephei din constelația Cepheus (Cefeu, „Regele“). Folosite ca indicatori ai distanței pînă la galaxiile relativ apropiate.

VITEZA LUMINII. Constanta fundamentală a teoriei relativității restrînsă, egală cu 299 729 km/s. Se notează cu c . Orice particule de masă zero, cum ar fi fotonii, neutrinii³ sau gravitonii, se deplasează cu viteza luminii. Particulele materiale se apropie de viteza luminii atunci cînd energiile lor sînt foarte mari în comparație cu energia de repaus mc^2 conținută în masa lor.

³ Vezi comentariul nr. 3. — *Nota trad.*

Supliment matematic

Aceste adnotări sînt destinate cititorilor doriți să urmărească unele raționamente matematice care stau la baza expunerii nematematice din restul cărții. Pentru urmărirea discuțiilor din cea mai mare parte a volumului nu este necesară studierea acestor note.

Nota 1. Efectul Doppler

Să presupunem că fronturile undei părăsesc sursa de lumină la intervale de timp separate de perioada T . Dacă sursa se depărtează de observator cu viteza V , atunci, în intervalul de timp dintre două creste succesive ale undei, sursa se deplasează cu o distanță VT . Aceasta din urmă face să crească timpul cerut pentru ca o creastă de undă să ajungă de la sursă la observator. Creșterea timpului este VT/c , unde cu c se notează viteza luminii. În acest caz, timpul dintre sosirea creștelor succesive ale undelor la observator este:

$$T' = T + \frac{VT}{c}$$

Lungimea de undă a luminii la emisie este:

$$\lambda = cT$$

și lungimea de undă la observator este:

$$\lambda' = cT'$$

Atunci raportul lungimilor de undă devine:

$$\lambda'/\lambda = T'/T = 1 + \frac{V}{c}$$

Același raționament se aplică și dacă sursa se mișcă spre observator cu excepția cazului în care V se înlocuiește cu $-V$. (Tot așa stau lucrurile și pentru orice semnal ondulatoriu, nu numai pentru lumină).

De exemplu, galaxiile roiului din Fecioara se depărtează de galaxia noastră cu viteza de circa 1 600 km/s.

Viteza luminii este de 300 000 km/s. Ca urmare, lungimea de undă λ' a oricărei linii spectrale din roiul din Fecioara este mai mare decât valoarea sa normală λ cu raportul:

$$\lambda'/\lambda = 1 + \frac{1\,000\text{ km/s}}{300\,000\text{ km/s}} = 1,00033$$

Nota 2. Densitatea critică

Vom considera o sferă de galaxii avînd raza R . (Pentru acest calcul trebuie să-l luăm pe R mai mare decât distanța dintre roiurile de galaxii, dar mai mic decât orice distanță care ar caracteriza universul ca întreg.) Masa din această sferă este volumul înmulțit cu densitatea cosmică de masă, ρ :

$$M = \frac{4\pi R^3}{3} \rho$$

Teoria gravitației a lui Newton dă pentru energia potențială a oricărei galaxii tipice la suprafața sferei valoarea

$$E.P. = - \frac{mMG}{R} = - \frac{4\pi m R^2 \rho G}{3}$$

unde m este masa galaxiei, iar G este constanta gravitațională a lui Newton:

$$G = 6,67 \times 10^{-8} \text{cm}^3/(\text{g} \cdot \text{s}^2).$$

Viteza acestei galaxii se află din legea lui Hubble:

$$V = HR$$

unde H este constanta lui Hubble. Atunci, energia sa cinetică este:

$$E.C. = \frac{1}{2} m V^2 = \frac{1}{2} m H^2 R^2$$

Energia totală a galaxiei este suma energiei cinetice și potențiale:

$$E = E.P. + E.C. = m R^2 \left[\frac{1}{2} H^2 - \frac{4}{3} \pi \rho G \right]$$

Această cantitate trebuie să rămînă constantă cînd universul se dilată.

Dacă E este negativă, galaxia nu poate niciodată să scape la infinit, întrucît la distanțe mari energia potențială este neglijabilă, în care caz energia totală este chiar energia cinetică, totdeauna pozitivă. Pe de altă parte, dacă E este pozitivă, galaxia poate să se deplaseze pînă la infinit, cu ceva energie cinetică încă rămasă. Deci condiția pentru ca galaxia să aibă exact numai viteza de fugă este ca E să se anuleze, ceea ce duce la:

$$\frac{1}{2} H^2 = \frac{4}{3} \pi \rho G$$

Cu alte cuvinte, densitatea trebuie să ia valoarea:

$$\rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G}$$

Aceasta este densitatea critică. (Deși acest rezultat a fost dedus aici folosind principiile fizice newtoniene, el este de fapt valabil chiar și atunci cînd conținutul universului este ultrarelativist, cu condiția ca ρ să fie interpretat ca densitatea totală de energie împărțită la c^2 .)

De exemplu, dacă H este valoarea curent acceptată la 15 km/s pe un milion de ani-lumină, atunci, reamintindu-ne că există $9,46 \times 10^{12}$ kilometri într-un an-lumină, avem:

$$\rho_c = \frac{3}{8\pi(6,67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g} \cdot \text{s}^2)} \left(\frac{15 \text{ km/s}/10^6 \text{ ani-lumină}}{9,46 \times 10^{12} \text{ km/ani-lumină}} \right)^2 = 4,5 \times 10^{-30} \text{ g/cm}^3$$

Într-un gram sînt $6,02 \times 10^{23}$ particule nucleare, astfel încît valoarea aceasta pentru densitatea critică actuală corespunde cu circa $2,7 \times 10^{-6}$ particule nucleare pe cm^3 , ori cu 0,0027 particule pe litru.

Nota 3. Scările timpului de expansiune

Vom studia acum schimbarea parametrilor universului în funcție de timp. Presupunem că la timpul t o galaxie tipică de masă m este la o distanță $R(t)$ de o galaxie centrală arbitrar aleasă, să zicem galaxia noastră.

Am văzut din nota matematică precedentă că energia totală (cinetică plus potențială) a galaxiei este:

$$E = mR^2(t) \left[\frac{1}{2} H^2(t) - \frac{4}{3} \pi \rho(t)G \right]$$

unde $H(t)$ și $\rho(t)$ sînt valorile „constantei” lui Hubble și, respectiv, a densității cosmice de masă la timpul t . Energia trebuie să fie o constantă adevărată. Totuși, vom vedea mai jos că $\rho(t)$ crește cînd $R(t) \rightarrow 0$, cel puțin tot atît de repede ca $1/R^3(t)$, astfel încît $\rho(t)R^2(t)$ crește cel puțin la fel de repede ca $1/R(t)$, cînd $R(t)$ tinde spre zero. Pentru a păstra energia E constantă, cei doi termeni din paranteză trebuie prin urmare să se anuleze reciproc, astfel încît pentru $R(t) \rightarrow 0$ avem:

$$\frac{1}{2} H^2(t) \rightarrow \frac{4}{3} \pi \rho(t)G$$

Timpul caracteristic de expansiune este exact inversul constantei lui Hubble, sau:

$$t_{exp}(t) \equiv \frac{1}{H(t)} = \sqrt{\frac{3}{8\pi\rho(t)G}}$$

De exemplu, în momentul primului cadru din cap. al V-lea, densitatea de masă a fost 3,8 mii de milioane de grame pe centimetru cub. Pe atunci, timpul de expansiune era deci:

$$t_{exp} = \sqrt{\frac{3}{8\pi(3,8 \times 10^9 \text{ g/cm}^3) (6,67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g} \cdot \text{s}^2)}} = 0,022 \text{ s.}$$

Cum variază, prin urmare, $\rho(t)$ în funcție de $R(t)$? Dacă densitatea de masă este dominată de masele particulelor nucleare (în timpul erei dominate de materie), atunci masa totală dintr-o sferă mobilă cu raza $R(t)$ este proporțională cu numărul de particule nucleare din sferă și deci trebuie să rămână constantă:

$$\frac{4\pi}{3} \rho(t) R(t)^3 = \text{constant}$$

Deci $\rho(t)$ este invers proporțională cu $R(t)^3$.

$$\rho(t) \propto 1/R(t)^3$$

(Simbolul \propto înseamnă „este proporțional cu ...“). Pe de altă parte, dacă densitatea de masă este dominată de masa echivalentă a energiei de radiație (în timpul erei dominate de radiație), atunci $\rho(t)$ este proporțională cu puterea a patra a temperaturii. Dar temperatura variază ca $1/R(t)$, astfel încât $\rho(t)$ este deci invers proporțională cu $R(t)^4$:

$$\rho(t) \propto 1/R(t)^4$$

Pentru a putea lucra simultan cu formula pentru ambele cazuri, și în era dominată de materie, și în era dominată de radiație, vom scrie aceste rezultate sub forma:

$$\rho(t) \propto [1/R(t)]^n$$

cu

$$n = \begin{cases} 3 & \text{în era dominată de materie} \\ 4 & \text{în era dominată de radiație} \end{cases}$$

Vom remarca în treacăt că $\rho(t)$ diverge cel puțin ca $1/R(t)^3$ pentru $R(t) \rightarrow 0$, așa cum s-a cerut.

Constanta lui Hubble este proporțională cu $\sqrt{\rho}$, deci

$$H(t) \propto [1/R(t)]^{n/2}$$

Dar viteza unei galaxii tipice este:

$$V(t) = H(t) R(t) \propto [R(t)]^{1-n/2}$$

Un rezultat elementar al calculului diferențial arată că, ori de câte ori viteza este proporțională cu o anumită putere a distanței, timpul necesar pentru deplasarea de la un punct la altul este proporțional cu variația raportului dintre distanță și viteză.

Mai precis, dacă V este proporțională cu $R^{1-n/2}$, această relație este:

$$t_1 - t_2 = \frac{2}{n} \left[\frac{R(t_1)}{V(t_1)} - \frac{R(t_2)}{V(t_2)} \right]$$

sau:

$$t_1 - t_2 = \frac{2}{n} \left[\frac{1}{H(t_1)} - \frac{1}{H(t_2)} \right]$$

Putem exprima pe $H(t)$ în termeni de $\rho(t)$ și găsim că:

$$t_1 - t_2 = \frac{2}{n} \sqrt{\frac{3}{8\pi G}} \left[\frac{1}{\sqrt{\rho(t_1)}} - \frac{1}{\sqrt{\rho(t_2)}} \right]$$

Atunci, oricare ar fi valoarea lui n , timpul care a trecut este proporțional cu variația inversului rădăcinii pătrate a densității.

De exemplu, de-a lungul întregii ere dominate de radiație, după anihilarea electronilor și a pozitronilor, densitatea de energie avea valoarea:

$$\rho = 1,22 \times 10^{-35} [T(^{\circ}K)]^4 \text{ g/cm}^3$$

(Vezi nota matematică 6, p. 189). Aici avem de asemenea $n = 4$. Astfel, timpul necesar pentru ca universul să se răcească de la 100 de milioane de grade la 10 milioane de grade a fost:

$$\begin{aligned} t &= \frac{1}{2} \sqrt{\frac{3}{8\pi(6,67 \times 10^{-8} \text{ cm}^2/\text{g} \cdot \text{s}^2)}} \times \\ &\times \left[\frac{1}{\sqrt{1,22 \times 10^{-35} \times 10^{28} \text{ g/cm}^3}} - \right. \\ &\left. - \frac{1}{\sqrt{1,22 \times 10^{-35} \times 10^{32} \text{ g/cm}^3}} \right] = 1,90 \times 10^6 \text{ s} = \\ &= 0,06 \text{ ani.} \end{aligned}$$

Rezultatul nostru general poate fi de asemenea exprimat mai simplu, spunînd că timpul necesar ca densitatea să scadă pînă la valoarea ρ de la o valoare cu mult mai mare decît ρ este:

$$t = \frac{2}{n} \sqrt{\frac{3}{8\pi G \rho}} = \begin{cases} 1/2 t_{exp} & \text{pentru era dominată de radiație} \\ 2/3 t_{exp} & \text{pentru era dominată de materie} \end{cases}$$

(Dacă $\rho(t_2) \gg \rho(t_1)$, putem neglija cel de-al doilea termen din formula pentru $t_1 - t_2$.) De exemplu, la $3\,000^{\circ}\text{K}$ densitatea de masă a fotonilor și a neutrinelor a fost:

$$\rho = 1,22 \times 10^{-35} \times [3.000]^4 \text{ g/cm}^3 = 9,9 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3$$

Această densitate este atît de mică în comparație cu densitatea la 10^8°K (sau la 10^7°K , sau la 10^6°K), încît timpul necesar ca universul să se răcească de la temperaturile foarte înalte din trecut pînă la $3\,000^{\circ}\text{K}$ poate fi calculat (punînd $n = 4$) ca în formula:

$$\begin{aligned} t &= \frac{1}{2} \sqrt{\frac{3}{8\pi(6,67 \times 10^{-8} \text{ cm}^2/\text{g} \cdot \text{s}^2)(9,9 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3)}} \\ &= 2,1 \times 10^{13} \text{ s} = 680\,000 \text{ ani.} \end{aligned}$$

Am arătat că timpul necesar ca densitatea universului să scadă pînă la o valoare ρ de la o valoare mult mai mare

este proporțional cu $1/\sqrt{\rho}$, pe cînd densitatea ρ este proporțională cu $1/R^n$. Timpul va fi, prin urmare, proporțional cu $R^{n/2}$ sau, cu alte cuvinte;

$$R\alpha t^{2/n} = \begin{cases} t^{1/2} & \text{în era dominată de materie} \\ t^{2/3} & \text{în era dominată de radiație} \end{cases}$$

Acest rezultat rămîne valabil pînă cînd energiile cinetice și potențială au scăzut amîndouă atît de mult, încît încep să fie comparabile cu suma lor, energia totală.

Așa după cum se remarcă în cap. al II-lea, există la fiecare moment t după început un orizont aflat la o distanță de ordinul lui ct , dincolo de care nici o informație n-ar fi putut încă să ne parvină. Am văzut acum că $R(t)$ scade mai puțin repede cu $t \rightarrow 0$ decît distanța pînă la orizont, astfel încît, într-o vreme suficient de îndepărtată înapoi, orice particulă „tipică” dată se află dincolo de orizont.

Nota 4. Radiația corpului negru

Distribuția Planck descrie energia radiației corpului negru pe unitatea de volum, într-un interval îngust de lungimi de undă, de la λ la $\lambda + d\lambda$, ca fiind:

$$du = \frac{8\pi hc}{\lambda^5} d\lambda / \left[e^{\left(\frac{hc}{kT\lambda}\right)} - 1 \right]$$

Aici T este temperatura; k este constanta lui Boltzmann ($1,38 \times 10^{-16}$ erg/°K); c este viteza luminii (299.729 km/s); e este constanta numerică 2,718..., iar h este constanta lui Planck ($6,625 \times 10^{-27}$ erg. s.), introdusă pentru prima oară de Planck în această formulă.

Pentru lungimi mari de undă, numitorul din distribuția Planck poate fi aproximat cu:

$$e^{\left(\frac{hc}{kT\lambda}\right)} - 1 \approx \left(\frac{hc}{kT\lambda}\right)$$

În această regiune de lungimi de undă distribuția Planck devine:

$$du = \frac{8\pi kT}{\lambda^4} d\lambda$$

Aceasta este *formula lui Rayleigh-Jeans*. Dacă în formulă mergem pînă la lungimi de undă arbitrar de mici, $du/d\lambda$ va deveni infinită pentru $\lambda \rightarrow 0$, iar densitatea totală de energie din radiația corpului negru va deveni infinită.

Din fericire, formula lui Planck pentru du atinge un maxim pentru lungimea de undă:

$$\lambda = 0,2014052 \, hc/kT$$

și apoi scade abrupt pentru lungimi de undă mai mici.

Densitatea totală de energie din radiația corpului negru este integrala:

$$u = \int_0^\infty \frac{8\pi hc}{\lambda^5} d\lambda \left(e^{\left(\frac{hc}{kT\lambda}\right)} - 1 \right)$$

Integrale de acest fel pot fi găsite în tabelele standard de integrale definite; rezultatul este:

$$u = \frac{8\pi^5 (kT)^4}{15 (hc)^3} = 7,56464 \times 10^{-16} [T(^{\circ}K)]^4 \text{ erg/cm}^3$$

Aceasta este *legea Stefan-Boltzmann*.

Putem interpreta cu ușurință distribuția lui Planck în termeni de cuante de lumină sau fotoni. Fiecare foton are o energie dată de formula:

$$E = hc/\lambda$$

Ca urmare, numărul dN de fotoni din radiația corpului negru într-un interval îngust de lungimi de undă de la λ la $\lambda + d\lambda$ este:

$$dN = \frac{du}{hc/\lambda} = \frac{8\pi}{\lambda^4} d\lambda \left[e^{\left(\frac{hc}{kT\lambda}\right)} - 1 \right]$$

Numărul total de fotoni din unitatea de volum este deci:

$$N = \int_0^\infty dN = 60,42198 \left(\frac{kT}{hc} \right)^3 = 20,28 [T(^{\circ}K)]^3$$

fotoni/cm³ și energia medie a fotonului este:

$$E_{\text{medie}} = u/N = 3,73 \times 10^{-16} [T(^{\circ}K)] \text{ ergi}$$

Să urmărim acum ce se întâmplă cu radiația corpului negru într-un univers în expansiune. Presupunem că dimensiunea universului s-a modificat cu un factor f ; de exemplu, dimensiunea își dublează valoarea, deci $f = 2$. După cum am văzut în cap. al II-lea, lungimile de undă se vor schimba proporțional cu dimensiunea universului până la o nouă valoare:

$$\lambda' = f\lambda$$

După dilatare, densitatea de energie du' din noul interval de lungimi de undă, de la λ' la $\lambda' + d\lambda'$, este mai mică decât densitatea inițială de energie du din vechiul interval de lungimi de undă de la λ la $\lambda + d\lambda$, și anume din două motive diferite:

1. Întrucât volumul universului a crescut cu un factor f^3 , atât timp cât n-au fost nici creați, nici distruși fotoni, numărul lor pe unitatea de volum a scăzut cu un factor $1/f^3$.

2. Energia fiecărui foton este invers proporțională cu lungimea sa de undă, deci descrește cu un factor $1/f$.

Rezultă că densitatea de energie descrește în total cu un factor de $1/f^3 \times 1/f$, sau $1/f^4$.

$$du' = \frac{1}{f^4} du = \frac{8\pi hc}{\lambda^5 f^4} d\lambda / \left[e^{\left(\frac{hc}{kT\lambda} \right)} - 1 \right]$$

Dacă descriem această formulă în termenii noii lungimi de undă λ' , obținem:

$$du' = \frac{8\pi hc}{\lambda'^5} d\lambda' / \left[e^{\left(\frac{hcf}{kT\lambda} \right)} - 1 \right]$$

Dar aceasta este exact la fel cu vechea formulă pentru du în termeni de λ și $d\lambda$, cu excepția faptului că T a fost înlocuită cu o nouă temperatură:

$$T' = T/f$$

Așadar, vom conchide că radiația corpului negru în dilatare liberă rămâne descrisă de formula lui Planck, dar cu o temperatură care scade invers proporțional cu scara expansiunii.

Nota 5. Masa Jeans

Pentru ca un bulgăre de materie să formeze un sistem legat gravitațional, este necesar ca energia sa potențială de natură gravitațională să depășească energia sa internă termică. Energia potențială gravitațională a unui bulgăre de rază r și masă M este de ordinul lui:

$$E.P. \approx - \frac{GM^2}{r}$$

Energia internă pe unitatea de volum este proporțională cu presiunea p , astfel încât energia internă totală este de ordinul lui:

$$E.I. \approx pr^3$$

Astfel, aglomerarea gravitațională va fi favorizată dacă:

$$\frac{GM^2}{r} \gg pr^3$$

Dar, pentru o densitate dată ρ , putem exprima pe r în termeni de M prin relația:

$$M = \frac{4\pi}{3} \cdot \rho r^3$$

Condiția de aglomerare gravitațională va putea, prin urmare, să fie scrisă:

$$GM^2 \gg p(M/\rho)^{4/3}$$

sau, cu alte cuvinte:

$$M \gg M_J$$

unde M este (pînă la un factor numeric neesențial) cantitatea numită *masa Jeans*:

$$MJ = \frac{P^{3/2}}{G^{3/2} \rho^2}$$

De exemplu, exact înaintea recombinației hidrogenului, densitatea de masă era $9,9 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3$ (vezi nota matematică 3, p. 183), iar presiunea era:

$$P \approx \frac{1}{3} c^2 \rho = 0,3 \text{ g/cm} \cdot \text{s}^2$$

Masa Jeans era deci:

$$MJ = \left(\frac{0,3 \text{ g/cm} \cdot \text{s}^2}{6,67 \times 10^{-8} \text{ cm}^3/\text{g} \cdot \text{s}^2} \right)^{3/2} \left(\frac{1}{9,9 \times 10^{-22} \text{ g/cm}^3} \right)^2 = \\ = 9,7 \times 10^{51} \text{ g} = 5 \times 10^{18} M_{\odot}$$

unde M_{\odot} este o masă solară. (Spre comparație, masa galaxiei noastre este circa $10^{11} M_{\odot}$.) După recombinație, presiunea a scăzut cu un factor 10^9 , astfel încît masa Jeans a scăzut la:

$$MJ = (10^{-9})^{3/2} \times 5 \times 10^{18} M_{\odot} = 1,6 \times 10^6 M_{\odot}$$

Este interesant de remarcat că aceasta este aproximativ masa roiurilor sferice mari din galaxia noastră.

Nota 6. Temperatura și densitatea neutrinilor

Atît timp cît echilibrul termic este păstrat, valoarea totală a cantității numită „entropie” rămîne fixată. Pentru scopurile noastre, entropia S pe unitatea de volum la temperatură T este dată cu o bună aproximație de formula:

$$S \propto N_T T^3$$

unde N_T este numărul efectiv de specii de particule în echilibru termic a căror temperatură de prag se află mai jos de T . Pentru a păstra entropia totală constantă, S trebuie să fie proporțional cu inversul cubului dimensiunii universului. Adică, dacă R este distanța dintre orice pereche de particule tipice, atunci:

$$SR^3 \propto N_T T^3 R^3 = \text{constant}$$

Înainte de anihilarea electronilor și a pozitronilor (la circa $5 \times 10^9 \text{ }^\circ\text{K}$), neutrinii și antineutrinii au și ieșit din echilibrul termic cu restul universului, astfel încît numai electronii, pozitronii și fotonii mai erau particule prezente din abundență în echilibrul termic. Referindu-ne la tabelul 1 de la pag. 169, vom vedea că numărul efectiv total de specii de particule dinainte de anihilare a fost:

$$N_{\text{înainte}} = \frac{7}{2} + 2 = \frac{11}{2}$$

Pe de altă parte, după anihilarea electronilor și a pozitronilor în cel de-al patrulea cadru, singurele particule rămase în număr mare în echilibru erau fotonii. Numărul de specii de particule era atunci:

$$N_{după} = 2$$

Rezultă deci din conservarea entropiei că:

$$\frac{11}{2} (TR)^3_{înainte} = 2 (TR)^3_{după}$$

Cantitatea de căldură produsă de anihilarea electronilor și pozitronilor duce la creșterea cantității TR cu un factor

$$\frac{(TR)_{după}}{(TR)_{înainte}} = \left(\frac{11}{4}\right)^{1/3} = 1,401$$

Înainte anihilării electronilor și pozitronilor, temperatura neutrinelui, T_ν , era aceeași cu temperatura fotonilor, T . Dar, de atunci, T_ν a scăzut ca $1/R$, astfel încît, pentru tot timpul care a urmat, $T_\nu R$ era egal cu valoarea lui TR dinainte de anihilare:

$$(T_\nu R)_{după} = (T_\nu R)_{înainte} = (TR)_{înainte}$$

Deducem de aici că, după terminarea procesului de anihilare, temperatura fotonului devine mai mare decît temperatura neutrinelui cu un factor:

$$(T/T_\nu)_{după} = \frac{(TR)_{după}}{(T_\nu R)_{după}} = \left(\frac{11}{4}\right)^{1/3} = 1,401$$

Deși aflați în afara echilibrului termic, neutrinii și antineutrinii au o contribuție importantă la densitatea de energie cosmică. Numărul efectiv de specii de neutrini și antineutrini este $7/2$ sau $7/4$ din numărul efectiv de specii de fotoni. (Există două stări de spin ale fotonilor.) Pe de altă parte, puterea a patra a temperaturii neutrinelor este mai mică decît puterea a patra a fotonilor cu un factor $(4/11)^{4/3}$. Atunci raportul dintre densitatea de energie a neutrinelor și antineutrinelor și densitatea de energie a fotonilor este:

$$\frac{u_\nu}{u_\gamma} = \frac{7}{4} \left(\frac{4}{11}\right)^{4/3} = 0,4542$$

Legea Stefan-Boltzmann (vezi cap. al III-lea) 'ne spune că, la temperatura T a fotonilor, densitatea de energie a acestora este:

$$u_\gamma = 7,5641 \times 10^{-15} \text{ erg/cm}^3 \times [T(^{\circ}\text{K})]^4$$

Prin urmare, densitatea totală de energie după anihilarea electron-pozitron devine:

$$\begin{aligned} u &= u_\nu + u_\gamma = 1,4542 u_\gamma = \\ &= 1,100 \times 10^{-14} \text{ erg/cm}^3 [T(^{\circ}\text{K})]^4 \end{aligned}$$

Putem să convertim această densitate în densitatea de masă echivalentă împărțind-o cu pătratul vitezei luminii și găsim:

$$\rho = u/c^2 = 1,22 \times 10^{-35} \text{ g/cm}^3 \times [T(^{\circ}\text{K})]^4$$

Sugestii pentru viitoare lecturi

A. COSMOLOGIE ȘI RELATIVITATE GENERALIZATĂ

Următoarele tratate oferă o introducere în diferitele aspecte ale cosmologiei și în acele părți ale relativității generalizate care sînt relevante pentru cosmologie, la un nivel care, în general, este mult mai tehnic decît al cărții de față.

Bondi, H. *Cosmology*, Cambridge University Press, Cambridge, Anglia, 1960. Astăzi oarecum depășită, dar conține discuții interesante cu privire la Principiul cosmologic, la cosmologia stării staționare, la paradoxul lui Olbers ș.a.m.d. Ușor de citit.

Eddington, A.S. *The Mathematical Theory of Relativity*, ed. a II-a, Cambridge University Press, Cambridge, Anglia, 1924. A fost, pentru mai mulți ani, carte de căpătîi pentru relativitatea generalizată. Discuții interesante din punct de vedere istoric cu privire la deplasarea spre roșu, modelul de Sitter etc.

Einstein, A. și alții, *The Principle of Relativity*, Methuen and Co., Ltd. Londra, 1923; retipărită de Dover Publication, Inc., New York. Retipărirea unor lucrări originale, de inestimabilă valoare, consacrate relativității restrînse și generalizate, datorate lui Einstein, Minkowski și Weyl, traduse în limba engleză. Include retipărirea lucrării din 1917 a lui Einstein despre cosmologie.

Field, G.B., Arp, H. și Bahcall, J.N. *The Redshift Controversy*, W.A. Benjamin Inc., Reading, Mass., 1973. O dezbatere remarcabilă cu privire la interpretarea deplasării spre roșu în termenii recesiunii cosmologice, la care se adaugă retipărirea unor articole originale.

Hawking, S.W., și Ellis, G.F.R. *The Large Scale Structure of Space-Time*, Cambridge University Press, Cambridge, Anglia, 1973. O tratare matematică riguroasă a problemei singularităților în cosmologie și a colapsului gravitațional.

- Hoyle, Fred. *Astronomy and Cosmology — A Modern Course*, W.H. Freeman and Co., San Francisco, 1975. Un manual foarte elementar de astronomie, cu un accent mai mare decât de obicei pe cosmologie. Se folosește foarte puțină matematică.
- Misner, C.W., Thorne, K.S., și Wheeler, J.A. *Gravitation*, W.H. Freeman and Co., San Francisco, 1973. O introducere completă, la zi, comprehensibilă în relativitatea generalizată, având ca autori trei profesioniști de frunte. Cîteva discuții despre cosmologie.
- O'Hanian, Hans C. *Gravitation and Space Time*, Norton and Co., New York, 1976. Un manual despre relativitate și cosmologie pentru studenți.
- Peebles, P.J.E. *Physical Cosmology*, Princeton University Press, Princeton, 1971. O introducere generală care se bucură de autoritate, cu un puternic accent pe fondul de observații.
- Sciama, D.W. *Modern Cosmology*, Cambridge University Press, Cambridge, Anglia, 1971. O introducere amplă, foarte ușor de citit, în cosmologie și în alte probleme de astrofizică. Scrisă la un nivel „înteligibil și cititorilor care au doar cunoștințe modeste de matematică și fizică“, cu ecuații reduse la minimum.
- Segal, I.E. *Mathematical Cosmology and Extragalactic Astronomy*, Academic Press, New York, 1976. Un exemplu de punct de vedere neortodox cu privire la cosmologia modernă, incitînd la reflecție.
- Tolman, R.C. *Relativity, Thermodynamics and Cosmology*, Clarendon Press, Oxford, 1934. Vreme îndelungată a fost tratatul standard despre cosmologie.
- Weinberg, Steven. *Gravitation and Cosmology: Principles of the General Theory of Relativity*, John Wiley and Sons, Inc., New York, 1972. O introducere generală în teoria generalizată a relativității. Aproape o treime din carte tratează despre cosmologie. Modestia interzice orice comentarii.

B. ISTORIA COSMOLOGIEI MODERNE

Lista include surse primare și secundare pentru istoria cosmologiei moderne. Cele mai multe folosesc puțin matematica, dar cîteva presupun o anumită cunoaștere a fizicii și astronomiei.

- Baade, W. *Evolution of Stars and Galaxies*, Harvard University Press, Cambridge, Mass., 1968. Lecții ținute de Baade în 1958, editate de C. Payne-Gaposchkin după înregistrări pe bandă. O dare de seamă cu o puternică tentă personală asupra dezvoltării astronomiei din

acest secol, inclusiv despre modificarea scalei distanțelor extragalactice.

Dickson, F.P. *The Bowl of Night*, M.I.T. Press, Cambridge, Mass., 1968. Cosmologia de la Thales la Gamow. Conține facsimile din articolele originale ale lui de Chéseaux și Olbers despre gradul de luminozitate al cerului nocturn.

Gamow, George. *The Creation of the Universe*, Viking Press, New York, 1952. Nu mai este actuală, dar are valoare ca o povestire a punctului de vedere al lui Gamow din 1950. Scrisă pentru marele public, cu farmecul obișnuit al lui Gamow.

Hubble, E. *The Realm of the Nebulae*, Yale University Press, New Haven, 1936; retipărită de Dover Publications, Inc., New York, 1958. Raportul clasic al lui Hubble asupra explorării astronomice a galaxiilor, incluzând descoperirea relației dintre deplasarea spre roșu și distanță. Inițial a alcătuit materialul pentru lecțiile Silliman din 1935 la Yale.

Jones, Kenneth Glyn. *Messier Nebulae and Star Clusters*, American Elsevier Publishing Co., New York, 1969. Note istorice despre catalogul Messier și despre observarea obiectelor pe care le conține acesta.

Kant, Immanuel. *Universal Natural History and Theory of the Heavens*, trad. de W. Hasties, University of Michigan Press, Ann Arbor, 1969. Faimoasa lucrare a lui Kant cu privire la interpretarea nebuloaselor ca galaxii asemănătoare galaxiei noastre. Include o introducere utilă a lui M.K. Munitz și o relatare contemporană a teoriei lui Thomas Wright despre Calea Lactee.

Koyré, Alexandre, *From the Closed World to the Infinite Universe*, John Hopkins Press, Baltimore, 1957, retipărită de Harper and Row, New York, 1957. Cosmologia de la Nicholas Cusanus la Newton. Conține o relatare interesantă despre corespondența dintre Newton și Bentley cu privire la spațiul absolut și la originea stelelor, incluzând fragmente interesante din scrisori.

North, J.D. *The Measure of the Universe*, Clarendon Press, Oxford, 1965. Cosmologia din secolul al XIX-lea și până în anii '40. O relatare foarte amănunțită a începuturilor cosmologiei relativiste.

Reines, F. (editor). *Cosmology, Fusion and Other Matters; George Gamow Memorial Volume*, Colorado Associated University Press, 1972. Un raport valoros făcut nemijlocit de Penzias cu privire la descoperirea fondului de microunde și de Alpher și Herman cu privire la dezvoltarea modelului de „big Bang” al nucleosintezei.

Schlipp, P.A. (editor). *Albert Einstein: Philosopher-Scientist*, Library of Living Philosophers, Inc., 1951, retipărită de Harper and Row, New York, 1959. Volumul 2 conține articole ale lui Lemaître despre introducerea de către Einstein a „constantei cosmologice“ și ale lui Infeld despre cosmologia relativistă.

Shapley, H. (editor). *Source Book in Astronomy 1900—1950*, Harvard University Press, Cambridge, Mass., 1960. Retipărirea articolelor originale despre cosmologie și alte domenii ale astronomiei, multe prescurtate, din nefericire.

C. FIZICA PARTICULELOR ELEMENTARE

Nu există încă vreo carte care să expună la un nivel accesibil fără matematică cele mai recente progrese din fizica particulelor elementare, așa cum sînt cele amintite în cap. al VII-lea. Următorul articol poate servi drept introducere:

Weinberg, Steven. *Unified Theories of Elementary Particle Interaction*, „Scientific American“, iulie 1974, p. 50—59. Pentru o introducere mai comprehensibilă în fizica particulelor elementare, care va fi curînd publicată, vezi: Feinberg, G. *What is the World Made of? The Achievements of Twentieth Century Physics*, Garden City: Anchor Press/Doubleday, 1977.

Pentru o introducere destinată specialiștilor, cu referințe la literatura originală, vezi oricare din următoarele:

Taylor, J.C. *Gauge Theories of Weak Interactions*, Cambridge University Press, Cambridge, Anglia, 1976.

Weinberg, S. *Recent Progress in Gauge Theories of the Weak, Electromagnetic and Strong Interactions*, „Reviews of Modern Physics“, vol. 46, p. 255-277, 1974.

D. DIVERSE

Allen C.W., *Astrophysical Quantities*, ed. a III-a, The Athlone Press, Londra, 1973. O colecție folositoare de date și formule astrofizice.

Sandage A. *The Hubble Atlas of Galaxies*, Institutul Carnegie din Washington, Washington, D.C., 1961. Un mare număr de fotografii minunate ale galaxiilor, adunate pentru a ilustra schema de clasificare a lui Hubble.

Sturleson, Snorri. *The Younger Edda*, trad. de R.B. Anderson, Scott, Foresman and Co., Chicago, 1901. Un alt punct de vedere cu privire la începutul și sfîrșitul universului.

Comentariile traducătorului

Cartea lui Steven Weinberg *Primele trei minute ale Universului* înfățișează un tablou al nașterii și evoluției universului elaborat în lumina concepțiilor cosmologice de la jumătatea anilor '70. Fiind o știință de sinteză, care înglobează rezultate ale astronomiei, fizicii și matematicii și ale altor domenii, cosmologia evoluează odată cu ele. Ca urmare a progreselor experimentale și teoretice din ultimii ani, în zilele noastre are loc o reconsiderare a ideilor dominante din cosmologie.

Autorul însuși se aștepta la schimbări ale scenariului propus; unele dintre modificări au fost impuse de descoperirile din fizica particulelor elementare, câteva avînd la origine chiar lucrări ale lui Weinberg; altele sînt datorate astronomiei de observație. Scrierea unui nou scenariu va porni însă, așa cum observă S. Weinberg (vezi p. 27), de la cel existent, modelul „standard” jucînd rolul de punct de plecare, moment de referință și ferment de noi idei în cosmologie.

Teoria universului fierbinte s-a dezvoltat, în linii generale, pe baza unei concepții „economice” în cadrul căreia, din prudență, au fost luate în considerare numai particulele a căror existență era certă. Fizicienii consideră astăzi că includerea în scenariu a anumitor particule masive sau atribuirea anumitor proprietăți neutrinelor (masă diferită de zero) este necesară pentru explicarea unor fapte experimentale noi.

Modelul standard face o distincție netă între stadiul fierbinte al universului, căruia i se acordă o atenție specială, fiind considerat determinant pentru evoluția ulterioară, și stadiul mai târziu, de formare a aglomerărilor de materie cum ar fi galaxiile, roiurile și grupările de galaxii etc. O teorie completă presupune însă abordarea *tuturor* aspectelor cosmologiei, mergînd pînă la formarea universului actual. În cadrul acestei teorii, *Primele trei minute* constituie o etapă de importanță covârșitoare, dar numai o primă etapă. Înlănțuirea de interacții fundamentale care a slujit explicării primilor 700 000 de ani din istoria universului trebuie să explice în continuare și celelalte aspecte ale evoluției.

Comentariile care urmează își propun să aducă la cunoștința cititorului cîteva fapte noi, ca și cîteva recente încercări teoretice de completare a modelului standard, apărute în literatura de specialitate.

Comentariul nr. 1. Golurile cosmice

În conformitate cu Principiul cosmologic, structura „la scară mare” a universului trebuie să fie omogenă și izotropă, ipoteză de deosebită importanță în elaborarea oricărei cosmologii. Prin „scară mare” se înțelege o distanță comparabilă cu distanța dintre aglomerările de galaxii, adică de ordinul a mai multor zeci de milioane de ani-lumină. La această scară, toate proprietățile universului trebuie să fie uniforme, inclusiv densitatea de materie. Ca orice principiu fundamental, și Principiul cosmologic a fost supus verificării sistematice, fiind mereu confirmat de observații. Universul părea umplut cu galaxii în orice direcție, fără spații „goale”.

În ultimii cîțiva ani au apărut noi instrumente astronomice de mare sensibilitate, așa-numiții detectori cuantici numerici cu eficacitate ridicată. Imaginile optice ale galaxiilor foarte îndepărtate sînt analizate cu ajutorul acestor contori, măsurîndu-se cu precizie deplasarea spre roșu

a spectrelor. În acest fel se poate determina viteza galaxiilor, iar cu ajutorul legii lui Hubble se deduce distanța pînă la ele, chiar pentru galaxii a căror magnitudine este 16. (Obiectul cu magnitudinea vizuală 16 este de 400 000 de ori mai puțin strălucitor decît steaua polară.) Investigînd zone ale cerului aflate la circa un miliard de ani-lumină față de pămînt, un grup de astronomi de la mai multe universități (Michigan, Yale, Harvard) și observatoare (Kitt-Peak, Wilson, Las Campanas, Palomar) au pus în evidență, în 1981, trei regiuni, fiecare de cîte 1,4 grade pătrate, formînd împreună un triunghi echilateral cu laturile de cîte 35° (avînd în interiorul său steaua Arcturus), zone în care există un „gol“ de 6000 km/s în distribuția vitezelor de recesiune a galaxiilor. Acest gol este centrat pe viteza de 15 000 km/s. Cu alte cuvinte, nu există nici o galaxie care să aibă viteze de la 12 000 la 18 000 km/s, deși s-a mers cu precizia pînă la magnitudinea 16. Traduse în limbajul distanțelor, observațiile sugerează existența unui spațiu lipsit de galaxii vizibile, aflat la un miliard de ani-lumină față de noi și avînd diametrul de circa 320 de milioane de ani-lumină. Volumul acestui spațiu gol ar fi de vreo 40 de milioane de milioane de ani-lumină cubi și, în mod „normal“, ar trebui să conțină peste 2 000 de galaxii. Este interesant de remarcat că de ambele părți ale acestei zone — și unde începe, și unde se sfîrșește pe direcția razei vizuale — populațiile de galaxii sînt cele normale.

În urma acestei descoperiri, s-a decis extinderea observațiilor la o zonă mult mai largă și mai adîncă din sfera cerească (pînă la 2,5 miliarde de ani-lumină) dar, întrucît volumul observațiilor care trebuie făcute crește imens, iar datele se acumulează încet, va mai trece un timp pînă la comunicarea de noi concluzii.

Ce semnificație are acest adevărat „triunghi al Bermudelor“ de proporții cosmice?

Golurile din distribuția materiei în univers pot fi explicate prin existența unor fluctuații

în materia superdensă și supraîncălzită din perioada timpurie a dezvoltării universului. Ulterior, după răcire și în procesul expansiunii universului, gravitația poate duce la mărirea fluctuațiilor și la apariția neomogenităților. Modelele matematice folosite pentru calcule de acest tip explică însă numai golurile mult mai restrinse, cu două ordine de mărime mai mici decât cel sugerat de observațiile amintite. La distanțe mai mari decât 30—50 de milioane de ani-lumină, distribuțiile de masă ar trebui să fie uniforme.

Pentru explicarea golurilor mai mari este nevoie să se recurgă la modele mai complicate decât simplul model standard, renunțându-se la cerința uniformității mărimilor din anumite etape ale evoluției cosmice. În acest caz, ar apare însă un paradox. Neomogenitatea inițială ar fi trebuit să-și lase amprenta și asupra radiației de 3°K , devenită independentă față de restul materiei (vezi cap. al III-lea) din momentul „recombinării”, atunci când universul era de o mie de ori mai mic. Urmărind argumentele modelului standard, fluctuațiile de astăzi sînt rezultatul înmulțirii cu 1 000 a fluctuațiilor din momentul despărțirii materiei de radiație. Ținînd seama de mărimea fluctuațiilor actuale constatate, cele de origine ar fi trebuit să aibă valoarea de 1%. O astfel de fluctuație ar trebui să fie observată și în radiația de 3°K , fapt contrazis de experiență, care găsește numai fluctuații de ordinul zecimilor de miimi. (În legătură cu anizotropia radiației de 3°K , vezi comentariul nr. 3.)

Încercările de a explica acest paradox sînt abia la început. Pe lîngă modele teoretice, ca, de exemplu, cel datorat lui Ya. B. Zeldovici, se caută și explicații de natură experimentală. Este posibil ca noi să nu „vedem” totul, iar regiunile „incriminate” să conțină obiecte care nu emit lumină, cum ar fi galaxii sau densități de materie „oarbe”. Alte explicații ar fi prezența în univers a unor particule elementare de masă relativ mare, dar greu detectabile, sau de masă mică, dar în număr mare cum ar fi neutrino

(vezi. cap. al IV-lea), considerat în modelul standard ca fiind fără masă. (Cu privire la neutrini și la masa acestora, a se vedea comentariul nr. 2.) Oricum ar sta lucrurile, structura universului apare mai complicată după ultimele observații. Se conturează o imagine mai complexă, de rețea, alcătuită din „ochiuri” avînd aglomerări de galaxii așezate în „filamente”, provenite dintr-o protostructură preferențial bidimensională, fragmentată de unde de șoc. (Ya. B. Zeldovici folosește pentru aceste celule de materie denumirea sugestivă de „blini”, un fel de clătite rusești.)

Este posibil ca noile observații astronomice să impună schimbarea scării de valabilitate a Principiului cosmologic. Mărind cu un factor de circa 10 valoarea distanței la care se raportează în mod uzual proprietățile universului, se estimează că acesta ar „redeveni” omogen și izotrop.

Comentariul nr. 2. Masa neutrinelui

Așa după cum se poate observa din lectura cărții, proprietățile particulelor elementare au influențat în momente bine determinate evoluția universului, între fizica „în mare” a întregului univers și fizica celor mai mici particule existînd o strînsă interdependență pusă în lumină în mod evident de modelul standard. Noi descoperiri în fizica particulelor elementare pot schimba detalii ale scenariului cosmic și, reciproc, unele mărimi determinate experimental din măsurători cosmice impun restricții asupra unor mărimi din fizică¹.

Scenariul după care se desfășoară *Primele trei minute ale Universului* se folosește de presupunerea că masa neutrinelui, m_ν , este nulă. Această ipoteză era susținută de considerente de natură

¹ Astrofizica și cosmologia sînt surse importante de informații pentru fizica particulelor elementare la energii foarte mari. Așa cum se exprimă cosmologul Ya.B. Zeldovici, deseori citat de S. Weinberg, universul timpuriu era un adevărat rai al fizicienilor deoarece procesele decurgeau la energii uriașe care nu vor fi accesibile niciodată experimentatorilor.

teoretică (și anume de teoria neutrinului cu „două componente“), dar o serie de noi argumente de natură experimentală și teoretică presupun existența unei mase diferite de zero pentru neutrini. Dacă neutrinii electronici ar avea masă, aceasta din urmă n-ar putea fi prea mare, întrucît neutrinii fiind foarte numeroși, ei ar alcătui o masă imensă, mult mai mare decît masa critică, și frînarea expansiunii universului ar fi mult mai puternică decît cea constatată în prezent. Astfel de judecăți duc la o limitare principială a masei la mai puțin de 200 electronvolți, fără să excludă masa zero. Pînă de curînd, din cauza unor mari dificultăți experimentale, nici experimentele de laborator nu stabileau de fapt masa neutrinului, ci dădeau doar rezultate care o limitau superior („masa neutrinului este mai mică decît...“).

În 1980, la Institutul de fizică teoretică și experimentală din Moscova, un grup de cinci fizicieni au comunicat măsurarea masei $m_{\bar{\nu}}$ a anti-neutrinului, obținut din dezintegrarea beta a tritiului în izotopul ușor al heliului: ${}^3\text{H} \rightarrow e^- + \bar{\nu} + {}^3\text{He}$. (Acest lucru are loc atunci cînd un neutron al tritiului se dezintegrează într-un proton, un antineutrino și un electron, ca în reacția prezentată în pag. 108). Măsurătorile, efectuate simultan pe 16 probe și folosind sisteme de detecție diferite, cu mai multe tipuri de contori, au durat peste cinci ani și au stabilit masa anti-neutrینului de tip electronic ca fiind mai mare decît $\frac{1}{30\,000}$ din masa electronului. (Masa m_{ν} ar fi cuprinsă între 15 și 45 electronvolți.)

Acest rezultat, aflat în curs de verificare în cîteva mari laboratoare din lume, are o importanță deosebită pentru toată fizica modernă. În afara neutrینilor din fondul cosmic sau din procesele nucleare artificiale de pe pămînt, pe planeta noastră ajung și neutrینii de mare energie proveniți din ciclul de reacții termonucleare din soare. Există o nepotrivire între calculele cu privire la generarea neutrینilor din soare și rezultatele experimentelor în care s-a încercat detec-

tarea acestora pe pământ. Detectorii nu indică existența vreunui flux de astfel de neutrini, rezultat cunoscut sub numele de paradoxul neutrinelor solari. O explicație ar constitui-o existența mai multor tipuri de neutrini, toți avînd masă diferită de zero, între aceste tipuri existînd oscilații (tregeri de la un tip la altul).

Consecințele pentru cosmologie ale existenței neutrinelor cu masă diferită de zero sînt de o importanță covârșitoare. Dacă, de exemplu, masa medie (obținută ținînd seama de toate tipurile de neutrini) ar fi mai mare de 20 de electronvolți, atunci densitatea de masă a universului ar fi mai mare decît cea critică, iar universul ar fi închis. Chiar dacă masa neutrinelor ar fi considerabil mai mică, de numai 0,1 electronvolți, densitatea de masă a neutrinelor ar fi (datorită numărului lor imens) mai mare decît densitatea medie a barionilor din univers, iar în acest caz universul ar fi dominat de neutrini în ceea ce privește densitatea totală de masă. Într-adevăr, la un număr actual de circa 400 de fotoni pe cm^3 , avînd energia de 0,001 electronvolți (la 3°K), corespunde o densitate de masă de circa 10^{-33} grame pe centimetru cub. În comparație cu această densitate, la o masă de 10 electronvolți și la un număr de neutrini de un tip determinat aproximativ egal cu numărul de fotoni pe cm^3 , densitatea neutrinelor ajunge la circa 10^{-29} g/cm^3 , adică de 10 000 de ori mai mare decît densitatea de masă a radiației din univers și de 10 pînă la 100 de ori mai mare decît densitatea materiei obișnuite. Aceste cifre ar putea fi și mai mari dacă s-ar descoperi existența mai multor tipuri de neutrini, numărul tipurilor fiind însă, din considerente legate de nucleosinteză, limitat la cel mult șase. Astăzi se cunosc cu certitudine neutrinelul de tip electronic, cel miuonic și un al treilea tip, neutrinelul tau.

În așteptarea unei determinări cît mai exacte a masei neutrinelui, unele lucrări de cosmologie o adoptă ca pe un parametru. Multe formule cosmologice care dau densitatea de energie, vîrsta,

raza universului etc. conțin în mod explicit masa neutrinelui, gata să fie introdusă în calcule pentru a obține mărimile amintite. În viitorul apropiat, vom ști în ce măsură trebuie modificat scenariul propus de S. Weinberg pentru a lua în considerare și masa neutrinelui.

Comentariul nr. 3. Mișcarea de derioă și anizotropia radiației de 3°K

Experimentele recente în legătură cu anizotropia radiației relict de 3°K , efectuate mai întâi la bordul unui avion de observație de tip U-2, apoi pe un satelit al pământului, au dat rezultate foarte apropiate de cele intuite de S. Weinberg și date ca exemplu în cap. al III-lea. Diferența maximă dintre valorile temperaturii măsurate cu ajutorul unei antene direcționale este de circa 0,26 %. Temperatura cea mai „ridicăată” se constată înspre constelația Leului, fiind cu $0,004^{\circ}\text{K}$ mai mare decât media de 3°K , iar cea mai „joasă” — în direcția diametral opusă de pe sfera cerească, unde este cu $0,004^{\circ}\text{K}$ mai mică. Această variație a temperaturii este cauzată de o deplasare Doppler a energiei radiației de microunde, ca urmare a mișcării complicate pe care o execută pământul, odată cu sistemul solar și cu galaxia noastră. Punerea în evidență a acestei mișcări față de radiația izotropă de 3°K este de o semnificație cu totul deosebită, întrucât în acest fel se poate determina un reper absolut, echivalentul, într-un anume sens, al vechiului eter, noțiune inventată la sfârșitul secolului trecut pentru explicarea proprietăților undelor electromagnetice. Dezvoltarea fizicii a infirmat existența eterului ca mediu absolut de propagare a undelor electromagnetice, rolul principal în această privință revenind teoriei relativității.

Totuși e posibil să se definească un sistem de referință în care radiația de 3°K este izotropă cu un grad înalt de precizie. Observatorul aflat într-un astfel de sistem, care nu e nici unic, nici fix, este antrenat de expansiunea generală a uni-

versului cărcia i se supune în mod ideal radiația de 3°K . „Luați odată cu radiația“ observatorii (din astfel de sisteme) nu „văd“ nici un fel de anizotropie, tocmai datorită caracterului ideal al expansiunii la care iau parte. În schimb, orice mișcare care se abate de la fluxul general al dilatării universului poate fi pusă în evidență tocmai măsurînd anizotropia radiației de microunde.

Măsurătorile amintite la începutul comentariului, traduse în limbajul vitezelor, arată că pămîntul, odată cu sistemul nostru solar, se mișcă spre constelația Leului cu o viteză de $390 \pm 60 \text{ km/s}$. Luînd în considerare mișcarea sistemului solar față de centrul galaxiei, rezultă că galaxia noastră se mișcă față de reperul absolut cu viteza de circa 600 km/s .

Cauzele acestei mișcări sînt forțele de gravitație care acționează între marile aglomerări de materie, producînd perturbații locale și abateri de la legea expansiunii generale a materiei din univers.

Pentru a sublinia caracterul particular al acestor deplasări, în literatura cosmologică ele au primit denumirea sugestivă de mișcări de derivă. Radiația de microunde este „imună“ față de forțele de gravitație locale, prea slabe pentru a o influența. Așa cum s-a văzut din cap. al III-lea, după ce s-a desprins de materie, radiația s-a dilatat fără să se mai afle în interacțiune cu aceasta, de unde și caracterul „ideal“ al expansiunii radiației, fapt care-i conferă situația privilegiată de reper absolut.

Trebuie făcută o deosebire între anizotropia datorată mișcării de derivă (anizotropie „locală“ și legată de caracterul particular al mișcării observatorului) și fluctuațiile presupuse ale radiației de 3°K datorate neomogenităților din materia superdensă și supraîncălzită din universul timpuriu, fluctuații care ar trebui să explice structura actuală a universului. Măsurătorile de înaltă acuratețe efectuate pînă acum n-au găsit astfel de fluctuații. Excepție făcînd anizotropia de derivă, radiația de 3°K apare, cu un grad

înalt de precizie, ca fiind izotropă și omogenă. Paradoxul amintit în primul comentariu se menține.

Comentariul nr. 4. Viitorul universului

Cosmologia modernă nu este numai o știință consacrată trecutului; studiind legile de mișcare ale materiei, ea încearcă să descifreze și evoluția viitoare a universului. Un proverb chinez spune că profeția este o artă dificilă, mai ales atunci când se aplică viitorului. Dar și pentru știința universului este considerabil mai dificil să facă predicții decât să reconstituie istoria. Trecutul a lăsat urme (cum ar fi radiația de 3° K) care se pot pune în evidență, obținând astfel fapte experimentale cu care se confruntă diversele teorii.

În ceea ce privește viitorul, principala dilemă rămîne: este universul închis sau deschis? Cazul universului închis, care va înceta la un moment dat să se mai dilate și apoi se va contracta, este amănunțit descris de S. Weinberg. Ce se va întâmpla însă într-un univers deschis, care se va dilata la nesfârșit? Ce procese fizice vor avea loc la o scară foarte mare a timpului? Cum va arăta, de pildă, universul peste un număr de ani exprimat de unu urmat de 30 de zerouri?

Într-un univers aflat în expansiune veșnică, procesele fizice vor fi dominate de tendința generală de răcire a radiației de toate tipurile, ca și de epuizarea treptată a surselor cosmice de energie, așa cum le cunoaștem noi astăzi. Stelele de tipul soarelui au viața limitată la numai câteva miliarde de ani, iar stelele aflate astăzi încă în proces de formare (există observații recente în acest sens) se vor stinge și ele după un timp, măsurat tot în miliarde de ani. Există în univers și zone extrem de active, cu galaxii aflate încă în frământare sau în interacție violentă cu vecinii. Situate la distanțe foarte mari de pământ, imaginea lor, așa cum o vedem astăzi, este tot aceea de pe vremea când erau mai „tinere” și deci mai active. În general însă, procesele au tendința, la scări mari ale

timpului, să se „liniștească”. Galaxiile „îmbătrînesc” odată cu stelele lor componente care devin treptat, în funcție de o serie de date fizice ale lor, stele pitice albe, stele neutronice ori „găuri negre”. Cele din urmă constituie obiecte cerești de diferite mase — de la o masă solară la câteva miliarde de mase solare — și de o densitate imensă. Forțele gravitaționale ale găurilor negre sînt atît de mari, încît ele devin adevărate „capcane” pentru materie; într-unele galaxii se pare că zone vaste sînt antrenate în prăbușire spre centrul galaxiilor unde s-ar găsi cîte o uriașă gaură neagră. Ajunsă într-o astfel de „fundătură”, materia își încetinește considerabil evoluția. Într-un timp egal cu circa 10^{64} ani, găurile negre se dezintegrează și ele, universul fiind cînd și cînd luminat de „focuri de artificii” care, ici și colo, i-ar mai ridica temperatura.

Elementele chimice sînt și ele „perisabile” la o scară foarte mare a timpului. Unele elemente, fabricate în reacțiile nucleare din stelele mari și împrăștiate în spațiu prin explozii violente, au dispărut curînd după formare din cauza vieții lor foarte scurte. Altele, avînd viața de ordinul miliardelor de ani, se mai găsesc și astăzi, dar au tendința dezintegrării sau fisiunii sau fuziunii, procese succesive care le duc în cele din urmă către cel mai stabil dintre elemente, fierul. Transmutația naturală spre fier se va produce într-un timp foarte îndelungat, exprimat în ani prin cifra unu urmată de un zero repetat de 1 500 de ori. La un timp atît de îndelungat, totul curge, totul se schimbă, astfel încît universul nu va mai exista decît sub formă de radiații și — eventual — sub formă de minuscule particule de praf. Are sens să se vorbească despre o evoluție într-un timp atît de îndepărtat numai dacă particulele elementare care alcătuiesc materia sînt stabile. Teoriile recente admit însă că protonul, cărămida fundamentală a materiei din univers, nu este nici el stabil. Viața sa ar fi limitată la circa 10^{32}

ani. După un timp mai mare decât viața protonului, universul ar fi alcătuit numai din radiație. (Vezi comentariul nr. 5.)

Comentariul nr. 5. Conservarea numărului barionic și dezintegrarea protonului

Printre legile fundamentale enumerate de S. Weinberg în cap. al IV-lea și folosite pentru edificarea modelului standard se numără și legea conservării numărului barionic. Această lege exprimă faptul, constatat experimental, că barionii (cei mai tipici reprezentanți fiind neutronii și protonii) se creează sau se distrug în reacțiile la energii înalte în perechi particulă-antiparticulă (neutron-antineutron, proton-antiproton etc.) și că, prin urmare, numărul barionic total se păstrează constant. Generalizarea rezultatelor experimentale prin enunțarea unui principiu este deseori utilizată în fizică, însă o astfel de procedură este totdeauna „suspectată”, fiind periodic supusă verificărilor teoretice și reverificărilor experimentale. Una dintre dificultățile modelului standard este aceea de a explica preponderența materiei (a barionilor) asupra antimateriei (a antibarionilor) din univers. Întrucât materia a fost creată din radiație, atunci, conform legii conservării barionilor, numărul barionilor trebuia să fie egal cu numărul antibarionilor, iar la anihilare să nu mai fi rămas, potrivit aceleiași legi, nici unii, nici alții. În univers materia este predominant barionică, și acest exces al barionilor asupra antibarionilor (exces „mic”, o perturbație de unu la circa 1 000 000 000) — existent în momentul „inițial” — trebuie și el explicat.

Este, prin urmare, conservarea barionilor exactă (în limitele erorilor experimentale) sau doar aproximativă? Dacă legea este exactă, atunci protonul este stabil. Dacă legea este numai aproximativă, atunci, în faza inițială a „marii explozii”, ar fi apărut mai mulți protoni decât antiprotoni (la 1 000 000 000 de cazuri, un proton în plus). În schimb, acești protoni „excedentari” din care

este alcătuit universul de astăzi n-ar mai fi stabili. Tendința generală ar fi atunci dezintegrarea barionilor și reîntoarcerea universului la o structură în general uniformă, sub formă de radiație.

În teoriile unificate (vezi comentariul nr. 6), leptonii și barionii se află „pe picior de egalitate”, astfel încît nici numărul leptonic nu s-ar conserva exact.

Este interesant de subliniat că S. Weinberg, deși ocupă o poziție foarte activă în domeniul fizicii interacțiilor fundamentale și deși a contribuit esențial la consolidarea teoriei cosmologice de tip „standard”, nu ia în considerare în lucrarea de față eventualitatea dezintegrării protonului. Acest fapt se poate datora fie unei prudențe științifice, fie dorinței de a simplifica modelul în varianta destinată marelui public. Oricum, o serie de teorii, printre care și cea cunoscută sub numele de teoria Weinberg-Salam, pun pentru prima dată problema instabilității protonului. Deși încă incomplet elaborată teoretic, dezintegrarea protonului este obiectul unor intense studii experimentale. Pînă în momentul de față se știe cu certitudine că viața medie a protonului este mai mare de 10^{30} ani, iar concluziile teoriilor indică o viață de la 10^{31} la 10^{33} ani.

Experimentele pentru determinarea timpului de viață al protonului întîmpină greutăți extrem de mari din mai multe motive. Dificultatea majoră o constituie, bineînțeles, raritatea fenomenelor de dezintegrare. Astfel, pentru o viață de 10^{32} ani, dintr-o masă de o mie de tone, într-un an se dezintegrează doar șase nucleoni (o tonă de materie are circa 10^{29} nucleoni). O altă dificultate este marea varietate a modurilor de dezintegrare, dintre care mai ușor detectabile sînt acelea care dau naștere la pozitroni sau miuoni. Experimentele se desfășoară în tuneluri adînci, sau în mine abandonate, cu scopul de a separa evenimentele căutate de cele provocate de radiația cosmică.

Astfel, experimentul montat de universitățile Irvine, Michigan și Brookhaven (cunoscut sub numele de experimentul IMB) folosește ca sursă

de nucleoni (protoni) 6 000 de tone de apă în care sînt introduse 2 400 de tuburi fotomultiplatoare, menite să înregistreze lumina produsă de particulele rezultate din dezintegrare. Numărul de evenimente așteptate într-un an de zile (după scăderea tuturor evenimentelor întîmplătoare provocate de radiația cosmică) este de cel mult zece.

Unii teoreticieni sînt chiar de părere că dezintegrarea protonului, dacă are loc într-un timp observabil, se poate eventual datora unui nou tip de interacție, altul decît cele trei tipuri cunoscute astăzi (tari, electrolabe și gravitaționale). Acest fapt, ca și implicațiile cosmologice justifică pe deplin interesul pe care-l suscită acest domeniu al fizicii fundamentale.

Comentariul nr. 6. Universul foarte timpuriu și marea unificare a forțelor din natură

Cartea lui S. Weinberg îi înfățișează cititorului efortul științei contemporane de a reconstitui evenimentele principale din evoluția universului. Tactica adoptată de cosmologia standard este aceea de a extrapola înapoi pe scara timpului condițiile fizice în care se afla materia pentru a determina „cadrul” desfășurării fenomenelor. Odată ce aceste condiții devin — fie și aproximativ — cunoscute, tot legile fizicii permit o descriere coerentă a evoluției materiei.

Concluziile cu caracter teoretic sînt apoi verificate experimental. Astronomii și astrofizicienii caută în univers dovezi („urme”) lăsate de evenimentele mai „dramatice” ale istoriei cosmice. După cum s-a văzut, o astfel de urmă este și radiația cosmică de microunde, rămasă din momentul separării radiației de materie, atunci cînd universul se răcise sub circa $3\,000^{\circ}\text{K}$.

O altă urmă detectabilă, de la temperaturi mai mari și din vremuri mai vechi, este proporția dintre heliu și hidrogen din univers. Valoarea de 25% (în greutate) față de circa 74% hidrogen este aceea rămasă („înghețată”) de

pe vremea nucleosintezei, cînd temperatura era de circa un miliard de grade Kelvin. Scăzînd sub această valoare, temperatura n-a mai permis nucleelor de heliu să se mai „fabrice“, astfel încît și azi proporția se păstrează.

Extrapolarea pentru perioade și mai îndepărtate în timp, la energii și densități și mai mari, nu are deocamdată un suport experimental. S. Weinberg arată că, la temperaturi de 10 miliarde °K, neutrinii s-au separat de materie și alcătuiesc astăzi un fond care ar trebui detectat (așa cum a fost detectat fondul de microunde), dar pentru acest experiment nu există încă mijloace tehnice. La temperaturi și mai înalte (deci la momente și mai „vechi“ ale universului) nu s-a elaborat un tablou unanim acceptat al fenomenelor care au avut loc, iar ca urmare nici faptele experimentale („urmele“) care ar trebui căutate nu mai sînt ferm stabilite.

Un punct nou de vedere asupra universului foarte timpuriu îl aduc în ultimii ani noile teorii ale interacțiilor unificate. Marea unificare a forțelor fundamentale din natură este unul dintre dezideratele principale ale fizicii zilelor noastre. El își are originea în realizări remarcabile ale fizicii secolelor trecute: Newton a unificat mecanica terestră cu cea cerească punînd bazele studierii unitare a universului, iar în secolul trecut Faraday, Maxwell și Hertz au demonstrat originea comună a electricității și magnetismului, elaborînd bazele electromagnetismului. Fiecare „act unificator“ din fizică a dus la un progres imens în înțelegerea naturii și a deschis noi posibilități de utilizare practică a legilor fizicii.

Tendința de unificare a unor tipuri diferite de forțe a continuat și în secolul nostru. Se știe că însuși Albert Einstein a dorit să descrie unificat electromagnetismul și gravitația. Deși n-a reușit, tentativa sa, cunoscută și sub numele de „ultimul vis al lui Einstein“, a constituit o chemare pe care au urmat-o numeroși fizicieni de-a lungul ultimelor decenii, deși unificarea a

luat un alt curs. În cea de-a doua jumătate a anilor '60 s-au pus bazele teoriei unificate a interacțiilor electromagnetice și slabe, realizare despre care scrie S. Weinberg în cap. al VII-lea al cărții. Teoria interacțiilor electrolabe, la elaborarea căreia autorul prezentei cărți a adus o contribuție hotărâtoare, permite să se înțeleagă o serie de procese care au loc la energii de câteva sute de GeV^2 și, după cum arată Weinberg, lămurește și anumite aspecte din cosmologia „marii explozii“.

Următorul pas al unificării îl constituie evidențierea originii comune a forțelor electrolabe și a celor tari. În momentul de față se înregistrează progrese însemnate în această privință, dar teoria marii unificări, pentru care în literatură se folosesc deseori inițialele G.U.T. (de la cuvintele în limba engleză „grand unification theory“), se mai află încă în plină „fierbere“; mai este nevoie de multe clarificări teoretice, ca și de verificări experimentale, la energii mai mari ale particulelor. De altfel, originea comună a forțelor din natură este „mascată“ de energiile relativ mici la care decurg acum fenomenele fizice naturale, ca și cele experimentale; originea comună se manifesta însă din plin la energiile imense pe care le aveau particulele în momentele imediat următoare „marii explozii“. Această împrejurare explică interesul cu care sînt privite scenariile cosmologice de către fizicieni.

Teoria marii unificări, chiar în stadiul incomplet de dezvoltare în care se află în prezent, permite o serie de noi concluzii cosmologice și propune noi probe experimentale cu privire la universul foarte timpuriu. Energiile la care ar fi evidentă marea unificare sînt inaccesibile experimentului direct, întrucît ele sînt, așa cum arată calculele, de circa 10^{14} — 10^{15} GeV, în timp ce acceleratoarele actuale pot obține energii numai sub 500 GeV, iar energia maximă a razelor cosmice se situează în jur de 10^6 GeV. Con-

² 1 GeV (gigaelectronvolt) = 10^9 electronvolți.

1 MeV (megaelectronvolt) = 10^6 electronvolți.

cluziile G.U.T. pot fi deci numai de natură teoretică. Se studiază în schimb consecințele testabile ale teoriei în intervalele accesibile de energii. Acestea ar fi: instabilitatea protonului, oscilațiile neutrinilor, existența masei neutrinilor etc.

Pentru alte confirmări, teoriile unificate se adresează cosmologiei. G.U.T. trebuie să explice, de exemplu, asimetria barioni-antibarioni sau valoarea unor parametri cunoscuți, cum ar fi raportul dintre numărul de barioni și cel de fotoni (care, după cum se știe, este $r_B = \frac{n_B}{n_\gamma} = 10^{-9 \pm 1}$), și să caute noi mărimi semnificative atât pentru cosmos, cât și pentru fizica teoretică.

Deocamdată, forța de gravitație se „sustrage” tendinței unificatoare. Dacă, în ceea ce privește G.U.T., progresele recente lasă să se întrevadă înfăptuirea acestui stadiu al unificării în circa un deceniu, înglobarea gravitației în schema marii unificări nu pare să fie încă de domeniul viitorului previzibil. Acest neajuns generează și cele mai mari surse de incertitudini în privința cosmologiei.

Gravitația ar fi avut un rol predominant la temperaturi în jur de 10^{32} °K. Atunci când temperatura depășește o anumită valoare, în condițiile existenței unei mari cantități de energie liberă, universul se află într-o stare specială, numită singularitate. În matematică și în fizică, singularitățile sînt soluții speciale ale ecuațiilor care descriu mărimile fizice referitoare la o anumită zonă de spațiu sau la o anumită perioadă de timp. Mărimile descrise de astfel de soluții au comportări bruște: înregistrează salturi (discontinuități), putînd deveni chiar infinite. „Marea explozie” („big Bang“-ul) este chiar o astfel de singularitate, foarte limitată în timp, dar extinsă în schimb la toată întinderea universului. Lipsa de cunoștințe despre gravitație împiedică o descriere a fenomenelor care au avut loc în intervalul de timp foarte scurt de

după „marea explozie“, denumit timpul Planck, și care a avut durată de 10^{-43}s .

Un „rezumat“ al fenomenelor cosmice începînd cu momentul $t=10^{-43}\text{s}$ se află în tabelul următor:

Scenariul standard în varianta G.U.T.

Timpul (vîrsta cosmologică) în secunde sau ani	Energia (temperatura)	Fenomenul petrecut și particulele existente	Mărimi observabile
0	1	2	3
$t < 10^{-43}$ $t_{\text{Planck}} = 10^{-43}\text{s}$? 10^{19}GeV $10^{32}\text{ }^\circ\text{K}$? Decuplarea gravitonilor (cuantele cîmpului gravitațional)	? Omogenitatea și izotropia la scară mare a universului. Radiația de gravitoni
$t_{\text{G.U.T.}} = 10^{-35}\text{s}$	10^{15}GeV $10^{28}\text{ }^\circ\text{K}$	Decuplarea interacției unificate și sinteza barionilor. γ , ν , $\bar{\nu}$, W , Z , cuarci, anti-cuarci, gluoni (purători de interacției tari). Apare diferența dintre forța electrolabă și cea tare	Raportul $\frac{n_B}{n_\gamma} = 10^{-9 \pm 1}$ Asimetria barioni-antibarioni
$t_{\text{W.S.}} = 10^{-11}\text{s}$	300GeV $10^{15}\text{ }^\circ\text{K}$	Decuplarea interacției electrolabe Iau naștere masele particulelor cunoscute astăzi Apare diferența dintre forța electromagnetică și cea slabă	Masa bosonilor W și Z (purători de interacției electrolabe)
$t_{\text{QCD}} = 10^{-5}\text{s}$	300MeV $10^{13}\text{ }^\circ\text{K}$	Tranziția de la cuarci la hadroni γ , ν , $\bar{\nu}$, e^+ , e^- , π^0	Existența hadronilor
$t = 1\text{ s}$	1MeV $10^{10}\text{ }^\circ\text{K}$	Decuplarea neutriniilor Înghetarea raportului dintre neutroni și protoni	Radiație de neutrini Raportul dintre numărul de neutroni și numărul de protoni
$t = 10^2\text{s}$	$10^9\text{ }^\circ\text{K}$	Nucleosinteza γ , ν , $\bar{\nu}$, p , ^3He , d , e^- , ^4He	Raportul dintre H și He
$t = 10^8\text{ ani}$	$10^5\text{ }^\circ\text{K}$	Decuplarea radiației de materie	Radiația de microunde de 3°K
$t = 10^7 - 10^{10}\text{ ani}$		Aglomerarea materiei Apariția galaxiilor Universul se răcește, materia predomină	

Descrierea amănunțită a succesiunii evenimentelor se găsește în capitolele cărții. Schimbările survenite față de expunerea lui Weinberg se referă la instabilitatea barionilor (deci la asimetria barion-antibarion) și la o serie de detalii privitoare la $t_{G.U.T.}$. La scara de timp t_{Planck} , timpul este de ordinul a $10^{-43}s$, iar distanțele corespunzătoare sînt $l = t_{Planck} \cdot c = 3 \cdot 10^{-35}m$, astfel încît este necesară cuantificarea spațiului și a timpului. Aceste dimensiuni constituie și limitele cunoașterii actuale a lumii materiale. Schema standard decurge astfel: ca urmare a răcirii materiei, forțele unificate se despart (se desprind) una cîte una, încetînd să mai joace vreun rol predominant în procesele respective. Fiecare particulă prezentă în univers la un moment determinat se caracterizează prin concentrație, n , viteză relativă, v , și secțiune eficace, σ , mărimi care determină așa-numitul timp propriu al particulei: $\tau = \frac{1}{n\sigma v}$. Echilibrul

unui tip dat de particule se menține dacă $\tau \leq t$, unde t este „timpul curent” (adică vîrsta cosmologică). În momentul în care această condiție este încălcată (odată cu trecerea timpului), particulele respective sînt eliminate din echilibru. Ele nu mai evoluează odată cu particulele lăsate în starea de echilibru, ci rămîn „înghețate”, neschimbate la orice stadiu ulterior al expansiunii universului. Acestea constituie așa-numitele „urme” care se caută.

Conform G.U.T., la temperaturile mari din vecinătatea momentului t_{Planck} , particulele nu aveau încă masă. Acestea „capătă masă” după „ruperea spontană de simetrie” (separarea treptată a forțelor din interacția unificată) care are loc la $t_{G.U.T.}$ și $t_{W.S.}$ (Inițialele W.S. sînt folosite pentru a nota momentul tranziției de fază prezise de teoria Weinberg — Salam. În tabel inițialele Q.C.D. provin de la denumirea în limba engleză a teoriei interacțiilor tari — cromodinamica cuantică).

După cum se observă din tabloul prezentat, ideile modelului standard expuse în *Primele trei minute ale Universului* sînt, așa cum se aștepta S. Weinberg, nu numai puncte de plecare și catalizatori pentru ideile cosmologice cele mai noi, ci și un stimulent pentru dezvoltarea celor mai avansate ramuri ale fizicii moderne.

Dr. GHEORGHE STRATAN

Cuprinsul

Cuvînt înainte acad. prof. Ioan Ursu	5
Prefață	15
I. Introducere: Uriașul și vaca	21
II. Expansiunea universului	28
III. Fondul de radiație cosmică din domeniul microundelor.....	60
IV. Rețetă pentru un univers fierbinte.....	93
V. Primele trei minute	116
VI. O digresiune istorică	136
VII. Prima sutime de secundă	147
VIII. Epilog: Viitorul ce ne-așteaptă	164
Tabele	
1. Proprietățile unor particule elementare.....	169
2. Proprietățile unor tipuri de radiație	170
Glosar	171
Supliment matematic	181
Sugestii pentru viitoare lecturi	191
Comentariile traducătorului dr. Gheorghe Stratan	195

Tehnoredactor : FLORIAN SAPUNĂRESCU

**Format 24/60X90. Coli editură 11,82. Coli tipar 9. Planşe 8 p.
Bun de tipar 4 iunie 1984. Apărut — iunie 1984.**



**Comanda nr. 10 134/40 124
Combinatul poligrafic „Casa Scînteii“, Piața Scînteli nr. 1,
București, Republica Socialistă România**

(Continuare de pe ultima pagină a copertei)

x x x Știința și contemporaneitatea

x x x Catastrofă sau o nouă societate?

P. L. Kapița: Experiment, teorie, practică

J. W. Botkin, M. Elmandjra, M. Malița: Orizontul fără limite
al învățării (Lichidarea decalajului uman)

I. Olteanu: Limitele progresului și progresele limitelor

x x x Revoluțiile industriale în istoria societății

L. Grünberg: Opțiuni filozofice contemporane

A. Szent-Györgyi: Pledoarie pentru viață

x x x Raismul în fața științei

A. Kattler: Această stranie materie

x x x Noua revoluție agrară în România

S. Lupasco: Logica dinamică a contradictoriului

A. Schaff: Istorie și adevăr

J. K. Galbraith: Știința economică și interesul public

x x x Problemele globale și viitorul omenirii

I. Olteanu: Dialoguri despre viitor

M. E. Omeljanovski: Dialectica în fizica modernă

P.-H. Chombart de Lauwe: Cultura și puterea

J. Habermas: Cunoaștere și comunicare

D. Gabor, U. Colombo, A. King, R. Galli: Să ieșim din epoca
războiului

B. de Jouvenel: Progresul în om

x x x Noile tehnologii de viș și societatea

A. Toffler: Al treilea val

Coordonator W. Häfele: Energia într-o lume finită

E. Fromm: Texte alese

Al. Boboc: Confruntări de idei în filozofia contemporană

x x x Știință, tehnologie, dezvoltare socială și umană

M. Florescu: Enigmele și paradigmele materiei

ÎN COLECȚIA «IDEI CONTEMPORANE»
AU APĂRUT:

- x x x Știință și sinteză — Colocviu UNESCO
R. Garaudy: Marxismul secolului XX
G. N. Volkov: Sociologia științei
L. Althusser: Citindu-l pe Marx
V. Roman: Revoluția științifică și tehnică. Eseuri
R. Richta și colectiv: Civilizația la răscruce
M. Dufrenne: Pentru om
L. Goldmann: Sociologia literaturii
P. V. Kopnin: Bazele logice ale științei
L. Nikolov: Cibernetica și economia
N. Wiener: Sint matematician
N. N. Constantinescu: Problema contradicției în economia socialistă
I. Hermann: Kitsch-ul, fenomen al pseudoartei
A. Pelletier, J. J. Goblot: Materialismul istoric și istoria civilizațiilor
A. Toffler: Șocul viitorului
R. Florian: Reflecții asupra filozofiei marxiste
x x x Mutații contemporane în știință și tehnică și implicațiile lor
x x x Știință, filozofie, ideologie
M. Drăgănescu: Muncă și economie
x x x Revoluția științifică-tehnică și progresul
L. Sève: Marxismul și teoria personalității
G. Lukács: Ontologia existenței sociale
x x x Revoluția socialistă și revoluția științifică-tehnică
M. McLuhan: Galaxia Gutenberg
M. Mesarović, E. Pestel: Omenirea la răspintie
C. Wright-Mills: Imaginația sociologică
T. Kotarbinski: Tratat despre lucrul bine făcut
x x x Revoluția științifică-tehnică și modernizarea forțelor de producție
M. Drăgănescu: Sistem și civilizație
E. Bonnefous: Omul sau natura?
C. I. Gulian: Marxism și structuralism
N. N. Constantinescu: Economia protecției mediului natural
I. T. Frolov: Progresul științei și viitorul omului
H. Marcuse: Scrieri filozofice
N. P. Dubinin: Mișcarea eternă
x x x Problemele păcii și ale războiului în condițiile revoluției științifice și tehnice. Necesitatea istorică a dezarmării
W. Heisenberg: Pași peste granițe
Coordonator **J. Tinbergen:** Restructurarea ordinii internaționale
C. Lévy-Strauss: Antropologia structurală
x x x Corelația dintre infrastructura, structura și suprastructura societății socialiste din România în condițiile revoluției științifice și tehnice
N. Georgescu-Roegen: Legea entropiei și procesul economic
A. Toynbee: Orașele în mișcare
B. G. Kuznetsov: Rațiune și ființare
L. Schrödinger: Ce este viața? ● Spirit și materie
B. Commoner: Cercul care se închide (Natura, Omul și Tehnica)
G. Prestipino: Natură și societate
L. de Broglie: Certitudinile și incertitudinile științei
x x x Procese revoluționare în știință și tehnică și dezvoltarea societății

(Continuare pe contrapagină)

EDITURA POLITICĂ

Lei 15